ENCYCLOPÉDIE SCIENTIFIQUE

PUBLIÉE SOUS LA DIRECTION DU Dr TOULOUSE

BIBLIOTHÈQUE D'ASTRONOMIE ET DE PHYSIQUE CÉLESTE

DIRECTEUR J. MASCART

Spectroscopie Astronomique

PAR

P. SALET



OCTAVE DOIN & FILS, ÉDITEURS, PARIS

Octave DOIN et Fils, éditeurs, 8, place de l'Odéon, Paris.

ENCYCLOPÉDIE SCIENTIFIQUE

Publiée sous la direction du Dr Toulouse

BIBLIOTHÈQUE
D'ASTRONOMIE ET PHYSIQUE CÉLESTE

Directeur : **J. MASCART**

Astronome à l'Observatoire de Paris.

L'astronomie est, assurément, la plus troublante des sciences, celle qui sut mettre en jeu, depuis la plus haute antiquité, les réflexes humains les plus mystérieux, l'angoisse de l'indéfini, et l'angoisse du temps. Si les phénomènes extérieurs n'avaient pas imposé à l'esprit la nécessité d'un milieu, d'un espace, dont ils sont en même temps et la condition et la conséquence; si, par là, ces phénomènes ne s'étaient pas montrés réciproquement dépendants, le monde n'eût été pour l'homme qu'un état de réalité apparente, et sans répercussion possible sur l'individu.

Mais il en est autrement : les manifestations célestes, ou atmosphériques, sont trop absolues, trop douloureuses, pour ne pas imposer une nécessité objective, matérielle. Et l'homme eut recours à l'étude des faits — dans le but non dissimulé de les prévoir.

Il s'agissait donc, tout d'abord, de fixer les positions des objets et d'en étudier les variations possibles; de préciser, dans le temps, la situation des singularités célestes pour en

prédire le retour : et, à cet égard, la persévérance et l'habileté des anciens restent, à l'heure actuelle, des objets dignes d'admiration. L'astronomie de position, depuis la plus haute antiquité, fut l'objet unique et assez vaste de la curiosité : ses développements incessants, sauf en ce qui concerne un moyen âge ténébreux, imposent à Képler une nouvelle conception mécanique et font, à la fin du XIXe siècle, un véritable monument d'observations patientes et précises.

A côté de la voie principale, quels ne sont pas les sentiers où il fallut s'engager !

L'exécution des calculs numériques tint bientôt une place prépondérante et nécessita les travaux les plus délicats pour être rendue aussi simple, aussi aisée, aussi rapide que possible ; l'étude des erreurs, systématiques ou accidentelles, vint dominer l'approximation pour soumettre les méthodes aux procédés d'observation. Ainsi, sans aucun doute, fut créée une science à part, véritable prolongement des mathématiques pures, science du calcul proprement dit : ses principes sont de la plus haute utilité pour tous ceux qui, dans un ordre d'application quelconque, ont à exécuter sur des nombres des opérations plus ou moins compliquées, et les variantes du calcul graphique ou du calcul mécanique sont loin d'avoir donné toute leur mesure.

La mécanique de Newton allait poser à l'analyse pure une des énigmes les plus redoutables de la mathématique, à l'heure même où les physiciens et les artistes devaient rivaliser d'ingéniosité et de talent pour aboutir aux puissantes ressources de l'optique moderne.

Et il ne faudrait pas croire que la géométrie pure, elle-même, soit restée en dehors de cette influence : arpentage dès l'origine, elle tend à la mesure des objets terrestres et de leurs formes, et, sous la pression de l'astronomie, elle engendre bientôt la topographie, la géodésie, avec tout leur appareil de mesures délicates et de calculs très précis.

Est-il besoin de se demander ce que deviendrait le navigateur privé des ressources de l'astronomie? Faut-il s'appesantir sur la répercussion de cette science en ce qui concerne la cartographie, la métrologie, la géométrie perspective ou la métrophotographie, la météorologie ou la sismologie?

Il y a plus encore : la chimie, jusqu'alors écartée, va être interrogée dans son mécanisme le plus intime et le plus profond, et par l'analyse spectrale, et par la photographie. Ce sont les plus profondes transformations, et elles datent d'hier. Non content de l'aspect et des trajectoires des astres, l'astronome veut en sonder la structure, le mécanisme — et l'avenir — par l'analyse spectrale; insatiable dans son besoin de précision, il veut photographier le ciel, le fixer, le figer sur une plaque. Mais, alors, la nature se refuse, la matière se révolte ; l'instrument se cabre devant la précision qu'on lui demande, et mille problèmes nouveaux surgissent pour éviter les plus petites erreurs, pour en trouver l'origine et le remède; le microscope est buté devant le grain de la gélatine, devant la vie même et la transformation du colloïde.

N'est-ce pas là un domaine immense? et qui peut songer à l'embrasser ?

Si le développement de l'astronomie est un des plus singuliers, des plus importants et des plus étendus dans la science moderne, les progrès réalisés ont souvent conduit à des révolutions complètes dans les procédés d'observation et de mesure, dans la direction et l'interprétation des expériences; au cours de ces transformations, il y a lutte incessante entre les vieilles et les nouvelles méthodes, les procédés les plus classiques se transforment, les nouvelles recherches apprennent à utiliser au mieux les données empruntées à des sciences lointaines.

C'est pourquoi l'astronome est conduit, malgré lui, à se spécialiser, impérieuse nécessité qui, à côté de quelques avantages, présente de graves inconvénients. Tout d'abord

il abandonne bien des sujets obscurs, sous prétexte qu'ils ne nécessitent pas les puissants instruments modernes ; ici, l'amateur éclairé peut apporter un concours précieux, je dirai même indispensable en bien des questions où il faut encore accumuler des observations systématiques. Il n'y a, en effet, aucun fossé, aucune discontinuité entre l'amateur et le professionnel : d'un terme à l'autre de la série, ce doivent être les mêmes principes scientifiques, la même rigueur et la même probité, les mêmes instruments, les mêmes méthodes.

A ignorer entièrement les autres sentiers, chacun risque de peu connaître, de mal comprendre et de mal interpréter sa propre spécialité, de passer à côté du lien qui peut transformer un petit fait scientifique en une découverte utile et féconde ; à manquer d'érudition, on ne songe pas assez que, tout à coup, le perfectionnement d'un détail peut ramener au premier plan une expérience qui était presque tombée dans l'oubli. Il est souvent utile de bien se souvenir pour bien prévoir.

Puis, de plus en plus, il faut gagner du temps : entre tous les procédés connus, entre tous les instruments si variés, parmi les méthodes si diverses d'observation, de calcul et de réduction, comment choisir le processus le plus sûr, le plus simple et le plus rapide, le mieux approprié au but poursuivi ? Comment avoir une vue d'ensemble immédiate sur l'enchaînement naturel et logique des divers phénomènes, pour comprendre le développement des idées, la genèse des hypothèses, leurs défauts, leurs qualités et leurs nécessités ?

Il est grand temps, aujourd'hui, de décrire l'état des procédés utilisés dans les différentes branches, de les soumettre à une critique sévère, de les mettre au point avec leurs avantages et leurs inconvénients.

L'Encyclopédie s'impose.

En effet, nul ne peut plus songer à écrire un traité d'en-

semble : dans un ouvrage volumineux, aussi bien, chacun dégagerait difficilement la spécialité qui l'occupe. D'autre part, il ne fallait pas découper l'astronomie en sujets trop restreints : si chacun veut aller au plus pressé pour se familiariser avec les méthodes spéciales, avec les procédés très particuliers, il faut se garder de perdre de vue un ensemble assez étendu ; car, dégagées de tout cadre, les recherches risqueraient d'apparaître comme des petites pièces détachées, sans lien, insuffisantes pour construire un véritable monument scientifique.

C'est à des desiderata aussi complexes que va s'efforcer de répondre cette Encyclopédie.

Par sa partie générale, elle s'adresse à tous les savants non spécialisés dans les études astronomiques, mais désireux d'en connaître l'histoire et l'évolution, les méthodes et les résultats ; aux amateurs, à tous ceux qui étudient une branche connexe de la science, elle servira de guide pour indiquer tous les écueils sur les routes déjà parcourues ; aux maîtres de l'enseignement, elle sera d'un secours indispensable, épargnant la perte de temps et les recherches pénibles sur lesquelles doit s'appuyer la synthèse, leur évitant de quitter le contact avec les progrès constants et les plus récents qui sont répartis en de lointaines publications ; aux élèves, elle fournit un enseignement écrit précieux, une initiation aux méthodes expérimentales et aux discussions fécondes de la science moderne.

Les professionnels auront tout à gagner à suivre une telle publication : par suite de la pénétration réciproque et nécessaire des sujets, certaines questions sont appelées à être envisagées dans des volumes distincts, sous des points de vue d'autant plus fructueux qu'ils seront plus différents ; et, tout en élargissant ainsi le champ de leur action, les astronomes se réjouiront de trouver, sur chaque objet, une bibliographie complète et précise qui leur évitera bien des ennuis.

**

Tel est le plan : il restait à le réaliser.

Ici, les difficultés ne font point défaut, et l'exposé de ce que nous avons voulu faire nous sera une excuse pour les inévitables imperfections. En premier lieu, il fallait imaginer une subdivision un peu arbitraire : elle a été faite pour le mieux, de sorte que chaque volume renferme un ensemble assez étendu. Peut-être telle question, *à la mode* aujourd'hui, paraîtra-t-elle sacrifiée vis-à-vis de telle autre dont l'intérêt nous *semble* épuisé; mais on voudra bien convenir, en revanche, que le passé même des vieux problèmes porte en lui son enseignement et mérite une étude critique. En second lieu, tous les livres de cette classification ne présentent pas le même caractère d'urgence : en tenant compte des autres publications, des ouvrages récents, nous avons cru préférable de différer, pour l'instant, quelques-uns de ces volumes, qui viendront plus utilement à un autre moment.

Au milieu d'intérêts si divers et d'une satisfaction malaisée, nous avons adopté le plan ci-joint, soutenus uniquement par l'espoir de collaborer à une œuvre logique et utile.

Les volumes seront publiés dans le format in-18 jésus cartonné; ils formeront chacun 350 pages environ avec ou sans figures dans le texte. Le prix marqué de chacun d'eux, quel que soit le nombre de pages, est fixé à 5 francs. Chaque volume se vendra séparément.

Voir, à la fin du volume, la notice sur l'ENCYCLOPÉDIE SCIENTIFIQUE, pour les conditions générales de publication.

TABLE DES VOLUMES

ET LISTE DES COLLABORATEURS

---

*Les volumes publiés sont indiqués par un *.*

---

21. **Étoiles multiples, amas et nébuleuses.**
22. **Les grosses planètes.**
23. **Petites planètes, bolides et étoiles filantes.**
24. **Les Comètes**, par M. Esclangon, Professeur à la Faculté des Sciences de Bordeaux.
25. **Phénomènes singuliers en astronomie.**
26. **Les Constantes astronomiques.**

*27. **Spectroscopie astronomique**, par P. Salet, Astronome l'Observatoire de Paris.

28. **Photographie astronomique**, par E. Touchet.
29. **La Cosmogonie.**

ENCYCLOPÉDIE SCIENTIFIQUE

PUBLIÉE SOUS LA DIRECTION

du Dr TOULOUSE, Directeur de Laboratoire à l'École des Hautes-Études.

Secrétaire général : H. PIÉRON, Agrégé de l'Université.

BIBLIOTHÈQUE D'ASTRONOMIE ET DE PHYSIQUE CÉLESTE

Directeur : J. MASCART

Astronome à l'Observatoire de Paris.

SPECTROSCOPIE ASTRONOMIQUE

SPECTROSCOPIE
ASTRONOMIQUE

PAR

P. SALET

ASTRONOME A L'OBSERVATOIRE DE PARIS

**Avec 44 figures dans le texte
et une planche hors texte**

PARIS

OCTAVE DOIN ET FILS, ÉDITEURS

8, PLACE DE L'ODÉON, 8

—

1909

SPECTROSCOPIE ASTRONOMIQUE

INTRODUCTION

DIFFÉRENTES ESPÈCES DE RADIATIONS. — L'ANALYSE SPECTRALE. — SES APPLICATIONS EN ASTRONOMIE. — RAPPORTS DE L'ASTROSPECTROSCOPIE AVEC LES AUTRES SCIENCES, LA COSMOGONIE ET LA PHILOSOPHIE. — ÉTAT ACTUEL DE CETTE SCIENCE ET DES MÉTHODES D'OBSERVATION.

Nous ne connaissons les astres que par leur lumière ou, plus généralement, par l'énergie rayonnante, c'est-à-dire par les radiations de toute espèce qu'ils peuvent nous envoyer et dont nous observons les effets au moyen des différents instruments de la Physique, tels que le thermomètre, le galvanomètre ou la plaque photographique.

L'astronomie ne peut être basée que sur l'étude de ces radiations; aussi pourrait-on la diviser en trois parties.

La première aurait pour objet de déterminer la direction d'où nous viennent les rayons, c'est-à-dire la position des astres, et comprendrait par conséquent l'astronomie de position et la mécanique céleste. La seconde s'occuperait de la forme apparente des corps célestes, ainsi que des conclusions que l'on peut en tirer concernant leur nature; cette branche de la science correspondrait donc à ce qu'était autrefois l'astronomie physique. Enfin, la troisième partie con-

sisterait dans l'étude qualitative ou dans l'analyse des différentes espèces d'énergie rayonnante qui nous viennent des astres. C'est de cette troisième partie que nous allons nous occuper.

* * *

Rappelons que la lumière est un phénomène de nature vibratoire. Cette affirmation n'est d'ailleurs que la traduction en langage théorique des lois mathématiques du phénomène des interférences. On appelle *Éther*, sans rien préjuger de ses autres propriétés, la substance qui sert de siège ou de substratum à ces phénomènes vibratoires. Chaque couleur simple peut être caractérisée par la *période*, c'est-à-dire par la durée d'une des vibrations de l'éther. D'autre part, la lumière se propage dans le vide avec une vitesse qui est, pour tous les rayons, de 300,000 kilomètres par seconde ; on peut donc prendre aussi, pour caractériser les couleurs simples, le produit λ de cette vitesse de propagation par la valeur de la période de vibration de la couleur considérée : c'est ce qu'on appelle la *longueur d'onde dans le vide*. Enfin, la vitesse de propagation n'est pas la même dans les différents corps et dans le vide ; la période restant la même pour une même radiation, la longueur d'onde dans l'air, par exemple, diffère de la longueur d'onde dans le vide.

Les mêmes propriétés et les mêmes définitions se retrouvent identiquement dans l'étude des rayons ultra-violets, des rayons infra-rouges ou calorifiques, et des oscillations électriques ou ondes hertziennes. Ces radiations sont invisibles pour l'œil humain, mais sont aussi produites par des vibrations de l'éther. Elles ont la même vitesse de propagation dans le vide, elles interfèrent, se réfléchissent, se réfractent et se polarisent de même ; aussi, bien que suivant leurs actions physiques ou chimiques et surtout suivant leurs effets sur nos sens ces radiations apparaissent, au pre-

mier abord, comme complètement dissemblables, on admet actuellement qu'il n'y a entre elles aucune différence essentielle, et qu'elles ne diffèrent que par leur longueur d'onde plus courte ou plus longue des rayons lumineux proprement dits.

La *Spectroscopie* est la science qui s'occupe d'analyser ces différents rayons, c'est-à-dire de déterminer les longueurs d'onde des radiations simples qui forment un rayon lumineux complexe donné. Appliquée aux corps célestes, cette science pourrait prendre le nom d'*Astrospectroscopie*.

L'analyse de l'énergie vibratoire qui nous vient des astres ne serait pas complète si l'on se bornait à l'étude des longueurs d'onde. Il faut encore connaître l'intensité de la radiation étudiée, intensité qui est liée, comme on sait, à l'amplitude du mouvement vibratoire. L'étude de l'intensité totale du faisceau lumineux constitue la *Photométrie;* la recherche des effets calorifiques produits spécialement par le Soleil sur la Terre correspond à l'*Actinométrie*. Nous n'aurons pas à nous occuper de ces branches de la science; mais nous pourrons avoir affaire à la *Spectrophotométrie,* qui étudie l'intensité relative de chaque couleur simple d'un faisceau complexe. Enfin, ce qu'on pourrait appeler la *Spectropolarimétrie* complète la solution du problème, en faisant intervenir la direction suivant laquelle s'effectuent les vibrations de l'éther, quand la lumière est *polarisée*, et en déterminant la proportion de lumière polarisée contenue dans chacune des diverses radiations. L'ensemble formé par la spectroscopie, la spectrophotométrie et la spectropolarimétrie comprend donc l'analyse complète du mouvement vibratoire.

On appelle *spectre* l'ensemble des radiations émises par une source de lumière et analysées au moyen d'appareils appelés *spectroscopes*. Le spectre visible pour l'œil, ou *spectre visuel*, correspond à des rayons dont la longueur d'onde est comprise entre $0^{\mu},4$ et $0^{\mu},8$ (μ représentant le *micron* ou

millième de millimètre) ; ce spectre est formé par les couleurs bien connues : violet, bleu, vert, jaune, orangé, rouge. Les rayons de longueur d'onde plus courte, qui se manifestent surtout par leur action chimique, constituent le *spectre ultra-violet*, qui s'étend jusqu'à $0\mu,1$. Les rayons correspondant à cette dernière longueur d'onde, ou rayons de *Schumann*, sont absorbés par l'air et par la gélatine des plaques photographiques, de telle sorte qu'on ne peut les étudier que grâce à des dispositifs spéciaux, dans des spectroscopes entièrement clos où l'on a fait le vide. Le *spectre infra-rouge*, dont les radiations produisent surtout des effets calorifiques, s'étend actuellement jusqu'à $\lambda = 60\,\mu$ environ, valeur correspondant aux *rayons restants* de *Rubens* que l'on obtient par des réflexions successives d'un faisceau infra-rouge sur des surfaces de sel gemme. Les radiations de longueur d'onde plus grande n'ont pas encore été observées, et constituent dans le spectre une lacune qui s'étend jusqu'aux oscillations électriques. Les plus courtes longueurs d'onde obtenues pour celles-ci sont de 4 millimètres. Puis viennent des radiations de longueur d'onde croissante, qui nous amènent aux ondes hertziennes employées pour la télégraphie sans fil, et qui peuvent atteindre actuellement 1.500 à 1.800 mètres.

Le Soleil et les étoiles émettent sans doute toutes ces radiations de longueurs d'onde diverses ; mais l'influence de l'atmosphère terrestre, et aussi sans doute celle de l'atmosphère même des astres, limite la longueur du spectre tant dans l'ultra-violet que dans l'infra-rouge. Dans l'ultra-violet, l'absorption produite par les gaz de l'air limite le spectre solaire lui-même, malgré son éclat incomparable, à la longueur d'onde $0\mu,293$. Dans l'infra-rouge, l'effet de l'absorption atmosphérique est de créer des bandes sombres, qui constituent de larges brèches diminuant de plus en plus l'intensité quand on avance vers les rayons de grande longueur d'onde. Pour le Soleil, cette intensité est déjà

presque insensible vers $\lambda = 5\mu$. D'autre part, on a montré récemment que les rayons restants produits par des réflexions sur de la fluorine, ainsi que ceux que l'on obtient par des réflexions sur du sel gemme, n'existent pas dans la lumière qui nous vient du Soleil.

Pour ce qui est des oscillations électriques, on sait qu'on les met en évidence au moyen des instruments appelés cohéreurs placés, ainsi qu'un galvanomètre, sur le circuit d'une pile, et d'une antenne, c'est-à-dire d'un long fil métallique isolé sauf à son extrémité inférieure où il est en relation avec la Terre. M. *Nordmann* a appliqué ce procédé à la recherche des ondes hertziennes qui doivent nous venir du Soleil. Ces ondes étant fortement absorbées par l'atmosphère terrestre, l'expérience était faite à plus de 3.000 mètres d'altitude, à la station des Grands-Mulets. Malgré cette précaution et malgré la grande sensibilité des appareils employés, aucun effet n'a été observé; à plus forte raison les ondes hertziennes venant des autres astres sont-elles encore impossibles à déceler.

*
* *

Ces radiations, déjà si variées, ne sont pourtant pas les seules qui puissent nous venir des étoiles et du Soleil. On sait, en effet, que la Physique s'est enrichie, dans ces dernières années, d'un très vaste domaine par la découverte de nouveaux rayons qui ne sont pas de même nature que ceux dont nous venons de parler. Tels sont les rayons cathodiques et les rayons β émis par le Radium, qui consistent en une projection de très petites particules électrisées négativement ou *électrons;* les rayons α du Radium, pour lesquels les particules émises sont chargées d'électricité positive; enfin les rayons γ, et les rayons X ou rayons de Röntgen, dont nous ne connaissons pas encore la véritable nature, mais qui ne

sont pas matériels comme les précédents et semblent dus plutôt à des perturbations de l'éther.

Le Soleil et les étoiles, ces foyers intenses qui envoient dans l'espace l'énergie rayonnante sous ses trois formes vibratoires de lumière, de chaleur et sans doute aussi d'oscillations électriques, doivent émettre des projections de particules électrisées et des rayons analogues aux rayons de Röntgen et aux rayons γ. L'analyse des radiations qui nous viennent des astres, considérée dans son sens le plus large, comprend donc aussi l'étude de ces nouveaux rayons, dont la considération en astronomie a déjà donné lieu à de nombreux travaux.

Les théories solaires d'*Arrhénius* et de *Deslandres* notamment, ont pour base une émission de particules électrisées ou de rayons cathodiques produite par le Soleil. Il est vrai qu'aucune vérification expérimentale n'est venue, jusqu'à ce jour, confirmer la justesse de cette hypothèse ; mais cela s'explique facilement par le fait que ces radiations seraient forcément arrêtées par l'atmosphère et n'auraient, en tout cas, qu'une action indirecte sur les phénomènes terrestres. L'arrivée de particules électrisées dans les couches gazeuses extrêmes de l'atmosphère aurait pour effet de modifier leur conductibilité, et l'on pourrait ainsi expliquer les rapports qui existent entre les manifestations de l'activité solaire et les phénomènes météorologiques tels que les variations du magnétisme.

On a supposé aussi que le Soleil pouvait renfermer de grandes quantités de Radium ou de substances radioactives. La présence de l'Hélium dans l'atmosphère solaire peut être considérée comme une preuve à l'appui de cette hypothèse, car ce gaz est un produit constant de la dissociation du Radium. Le Soleil enverrait donc des rayons α ou β, et cela principalement au travers des taches, où son atmosphère, qui doit naturellement arrêter ou diminuer beaucoup de pareilles radiations, se trouve être moins épaisse. Ainsi se

trouverait expliquée la loi qui semble relier les variations du magnétisme terrestre, par exemple, au passage d'une tache solaire au méridien central de l'astre.

Mais il n'y a là encore que des hypothèses, sans doute très intéressantes, mais dont nous n'aurons pas à discuter ici le degré plus ou moins grand de probabilité. Nous ne devons examiner que les radiations qui sont effectivement reçues à la surface de la Terre et dont, par suite, la réalité ne peut être mise en doute. Aussi, parmi toutes les espèces d'énergie rayonnante que peuvent nous envoyer les astres, et qu'ils envoient sans doute effectivement, nous n'aurons finalement à nous occuper que des radiations de nature vibratoire, et, parmi celles-ci, nous n'aurons à envisager que les rayons ultra-violets, visuels et infra-rouges, dont les longueurs d'onde sont comprises entre les limites qui permettent à ces rayons d'arriver à la surface de la Terre, c'est-à-dire entre $\lambda = 0\mu,29$ et $\lambda = 5\mu$ environ.

*
* *

Même ainsi limitée, l'étude de l'énergie rayonnante des astres offre un champ très vaste et une extrême importance, tant au point de vue philosophique qu'au point de vue scientifique.

Il est à peine besoin d'indiquer les rapports étroits qui relient l'Astrospectroscopie à la Physique et à la Chimie. Les astres sont des creusets où nous pouvons, par l'analyse spectrale, observer les corps à des températures, sous des pressions et des tensions électriques qui sont sans doute impossibles à réaliser dans nos laboratoires. La température du Soleil est, en effet, voisine de 6.000°, tandis que celle du four électrique, la plus haute que nous puissions produire, ne dépasse pas 3.500°. On trouve aussi dans les astres, en grande quantité, des corps qui sont inconnus ou très rares

à la surface de la Terre; aussi a-t-on pu voir l'Astrospectroscopie devancer la Physique et la Chimie dans quelques-unes de leurs découvertes. C'est ainsi que la seconde série des raies de l'hydrogène a été observée dans le spectre d'une étoile, tandis qu'on n'a pu encore l'obtenir dans le laboratoire, faute sans doute d'une source de chaleur suffisamment intense. La principale raie du spectre de l'Hélium a été trouvée dans le spectre des protubérances solaires près de trente ans avant que *Ramsay* ait découvert ce corps par l'analyse des météorites et qu'il l'ait obtenu au moyen d'un corps terrestre, la Clévéite.

Les séries de raies observées dans les spectres stellaires ont aussi une grande importance théorique. Il est permis de penser, en effet, que lorsqu'on pourra aborder le problème des mouvements intra-moléculaires et pénétrer ainsi dans la connaissance intime de la constitution de la matière, ce sera guidé par l'étude des périodes des vibrations lumineuses émises par les corps, et spécialement par les séries harmoniques de raies que l'on ne pourra observer, pour les hautes températures, que dans les spectres d'étoiles.

On sait aussi que les découvertes récentes faites au sujet du Radium amènent à croire que les éléments chimiques, considérés comme simples jusqu'ici, ne sont peut-être que des composés issus d'un type unique, et que, par suite, les corps simples pourraient changer de forme et se transformer les uns dans les autres. L'émanation du Radium et d'autres corps radioactifs se transforme, en effet, en Hélium et aussi en Néon et en Argon. L'hypothèse d'une matière unique dont seraient formés tous les corps simples n'est d'ailleurs pas nouvelle; *Proust*, en 1815, avançait que les poids atomiques de tous les corps devaient être des multiples de celui de l'Hydrogène, idée qui devait être reprise par *Dumas*. On est donc porté aujourd'hui à penser que la transmutation des corps est possible, puisqu'on pourrait tous les ramener, par la dissociation, à un type primitif unique, et

qu'il ne resterait plus, pour obtenir de nouveaux éléments, qu'à en faire la synthèse.

Si cette théorie est confirmée, les conclusions de l'analyse spectrale des astres auront devancé la Chimie dans cette voie. L'hypothèse d'une substance primitive trouve certaines confirmations dans la Physique céleste, et les travaux de *Lockyer,* notamment, tendent à prouver que les différents types de matière que l'on trouve dans les astres dérivent tous d'une matière unique par voie de refroidissements successifs. On pourrait remonter à cette substance primitive en augmentant de plus en plus la chaleur et par suite la *dissociation* de la matière.

Les services rendus à l'Astronomie par l'analyse spectrale sont nombreux et divers. Grâce à l'application du principe de Doppler-Fizeau, on peut mesurer le mouvement des astres dans le sens même du rayon lumineux, ce qu'on ne pouvait pas faire auparavant. On peut donc évaluer, non plus le déplacement apparent des planètes et des comètes sur la sphère céleste, mais aussi leur mouvement réel, et vérifier ainsi plus complètement l'exactitude des calculs basés sur la loi de Newton. En ce qui concerne les étoiles, le principe de Doppler-Fizeau a permis de pénétrer dans un monde qui semblait devoir être toujours fermé : celui des étoiles doubles dont l'écartement est trop faible pour pouvoir jamais être observé avec la lunette. Nous passerons en revue les autres applications de la mesure des vitesses radiales à l'étude des étoiles doubles. Dans le monde planétaire, nous verrons l'application de l'analyse spectrale à la mesure de la rotation des astres, à la recherche de la distance de la Terre au Soleil.

Les conséquences théoriques du principe de Doppler-Fizeau peuvent devenir plus importantes encore. Nous verrons que si la mesure du déplacement des raies pouvait se faire avec une précision suffisante, cette mesure conduirait théoriquement, non plus à la connaissance du mouvement

relatif de l'astre et de la Terre, mais encore à l'évaluation du mouvement absolu, c'est-à-dire du déplacement de la Terre par rapport à l'éther.

D'autre part, on considère aujourd'hui une pareille détermination comme impossible, et cela non seulement au point de vue pratique, parce que les déplacements de raies sont extrêmement petits, mais aussi au point de vue théorique. Le principe qui s'opposerait à la connaissance du mouvement absolu n'est autre chose que l'ancien Principe de Relativité; il a pris de nos jours une importance philosophique considérable, en raison des résultats négatifs des expériences de *Michelson* et *Morley* sur les interférences produites par la lumière parallèlement au mouvement de la Terre et perpendiculairement à cette direction. Ce seront peut-être l'analyse spectrale des corps célestes et l'étude de l'aberration qui permettront un jour de décider de la valeur du Principe de Relativité; en tous cas, les résultats obtenus par des mesures très précises de déplacement des raies auront une grande importance pour nos connaissances sur le mode de propagation de la lumière.

*
* *

Ce ne sont encore là que les conséquences scientifiques immédiates de l'étude spectrale des corps célestes; il en est de plus éloignées qui nous seront fournies par notre connaissance croissante de la nature des astres.

Les résultats de l'analyse spectrale des étoiles n'ont sans doute pas d'application pratique et immédiate, à cause de la faiblesse de l'énergie qu'elles nous envoient; mais ces résultats sont très importants parce qu'ils éclairent les recherches que nous pouvons faire sur le Soleil, et nous aident à comprendre le mécanisme de cet astre et à prévoir les transformations qu'il devra subir dans la suite des temps.

L'énergie du Soleil est, comme on sait, la source même

de la vie à la surface de la Terre. Si l'on néglige quelques phénomènes particuliers et secondaires, tels que les marées, sa chaleur est l'origine de toutes les énergies qui se développent autour de nous. Le rôle de la Science est de suivre dans les diverses manifestations de puissance mécanique ou vitale, organique ou inorganique, la transformation de cette énergie indestructible qui nous vient du Soleil, et dont dépendent à la fois l'existence des végétaux et des animaux, la vie de notre corps et jusqu'à la pensée de notre cerveau.

On pourrait donc s'étonner que le chef de l'école positiviste ait cru devoir condamner l'étude de la température des astres et de leur constitution intérieure comme ne pouvant être d'aucune utilité pour le développement de l'humanité. Il est toujours mauvais de vouloir imposer des bornes au progrès de l'esprit humain; mais, dans le cas qui nous occupe, la limite fixée à la Science devait être plus vaine que nuisible. L'application de l'analyse spectrale à l'Astronomie n'a pas été retardée par ces théories philosophiques et a prouvé victorieusement que l'étude de la constitution même des astres n'était pas impossible, comme on pouvait le penser. Quant aux résultats pratiques, les seuls dont s'occupe la philosophie positiviste, ils sont déjà nombreux et ils prendront de jour en jour une plus grande extension.

On connaît, en effet, les lois qui relient les variations du magnétisme terrestre et de la température moyenne à la période des taches solaires et à la présence de facules ou de taches sur le disque du Soleil. Ces lois ne peuvent venir que de variations dans l'émission de l'énergie rayonnante, et relèvent, par suite, de l'étude dont nous nous occupons. Elles dépendent de l'analyse spectrale proprement dite, puisque, d'après *Lockyer*, il semble que les modifications du spectre des taches sont en accord avec leur période, les lignes élargies n'étant pas les mêmes pendant les diverses parties de la période undécennale. On a

même cru apercevoir un rapport encore plus direct : les taches dont le spectre offre les lignes de l'hydrogène renversées auraient une action particulièrement énergique sur l'aiguille aimantée. La découverte faite récemment par *Hale* que les taches sont des tourbillons de matière électrisée donnant un champ magnétique intense, permettra peut-être de se rendre compte du mécanisme de cette action. Or on sait que le passage d'une grosse tache au méridien central du Soleil a parfois coïncidé avec des perturbations magnétiques si fortes, que les communications télégraphiques se sont trouvées arrêtées. Les conséquences de la science dont nous nous occupons ont donc, dans certains cas, un caractère absolument pratique. Le temps n'est peut-être pas éloigné où l'on connaîtra le mécanisme de la dépendance solaire des autres phénomènes météorologiques, tels que la nébulosité, la chute des pluies, le régime des vents. On parle déjà d'une relation entre la précocité du printemps et la période des taches. On voit donc l'importance que peut acquérir dans l'avenir l'étude des radiations solaires, tant pour l'agriculture que pour la météorologie.

*
* *

Mais c'est considérer seulement le petit côté de la Science, que d'y voir un moyen de servir les intérêts matériels de l'humanité, et d'augmenter son bien-être physique. Le but de la Science est plus élevé : elle doit servir surtout à développer l'esprit humain, à élargir ses vues et à l'affranchir des erreurs traditionnelles en fournissant une base sûre au développement de la philosophie naturelle.

Envisagée à ce point de vue, l'application aux astres de l'analyse spectrale, de même que l'ensemble du développement de l'Astronomie, a exercé une très grande influence. Nous ne voulons pas parler des conséquences philosophiques que l'on peut tirer de la découverte par l'analyse spectrale

de l'uniformité de la matière dans l'Univers. On retrouve en effet, dans toutes les étoiles, beaucoup de nos corps simples, de telle sorte qu'il semble que, dans les astres les plus éloignés comme sur la Terre, la matière est partout la même et soumise aux mêmes lois. Remarquons seulement que cette découverte, qui confirme le fait que les étoiles sont des soleils semblables au nôtre, aurait achevé de détruire, s'il en avait encore été besoin pour les savants, les anciennes croyances anthropomorphiques qui faisaient de la Terre et de l'homme le centre et le but de tout l'Univers. La science dont nous nous occupons a eu des conséquences philosophiques plus importantes. C'est en effet l'étude des spectres des étoiles qui a permis de clore, en quelque sorte, le cycle de l'Évolution générale des choses. Or la théorie de l'Évolution domine l'effort intellectuel de la fin du XIXe siècle, et l'on sait que sa puissance de synthèse a eu une influence considérable sur le développement de certaines branches de la Science.

Les vues géniales de *Descartes*, les théories cosmogoniques d'*Herschel* et de *Laplace* avaient posé la première pierre de cet édifice en montrant, d'une part, le refroidissement progressif des planètes et, d'autre part, la transformation des nébuleuses en étoiles. *Lamarck* et *Darwin* avaient étendu la notion d'évolution au monde organique, et cette idée avait si bien pénétré la philosophie que, pour *Spencer*, l'Univers entier, depuis la nébuleuse primitive jusqu'à l'homme lui-même, devait pouvoir s'expliquer par une simple évolution de la matière. Dans le domaine de l'astronomie, il restait pourtant une lacune. Il fallait passer des étoiles incandescentes, issues, d'après Laplace, de la nébuleuse primitive, aux astres refroidis comme les planètes, que Descartes appelait des « Soleils encroûtés » ; il fallait trouver le lien qui réunit le monde des étoiles au monde planétaire. Les astrophysiciens de la fin du siècle dernier, guidés par l'étude des spectres stellaires, devaient combler cette lacune, et *Janssen*,

dans son discours sur « L'Age des étoiles », traça un tableau magistral des conséquences que l'on peut tirer des résultats de l'analyse spectrale et qui montrent la loi de l'évolution et du refroidissement progressif des étoiles.

Cette théorie, que nous ne pouvons qu'indiquer, est basée sur le fait que la température d'un corps est d'autant plus élevée que son rayonnement est plus riche en rayons ultra-violets ou, si l'on veut, que son spectre s'étend davantage du côté des rayons les plus réfrangibles. Au contraire, l'absence de rayons violets et la couleur rouge qui en est la conséquence dénotent une température plus basse. Les étoiles blanches ou bleuâtres seraient donc des Soleils en pleine activité, possédant une très haute température et, par suite, une grande provision d'énergie. Elles auraient devant elles de longues années à vivre avant d'avoir épuisé cette énergie par leur rayonnement continuel. Les étoiles rouges, au contraire, représenteraient un degré plus avancé dans l'évolution sidérale : ce seraient des soleils en voie d'extinction, n'ayant plus qu'une faible quantité d'énergie à dissiper. Entre ces deux types extrêmes, se rangeraient toutes les espèces ou les classes d'étoiles qui ne représenteraient pas des types distincts, mais seulement les degrés plus ou moins avancés d'une même espèce d'astre dans la voie de son évolution.

D'après *Lockyer,* le phénomène ne serait pas tout à fait aussi simple. Dans la première partie de la vie d'un astre, sa température irait en croissant par suite de la condensation des météorites, ces petites masses matérielles froides qui, d'après l'auteur, peuplent l'espace et tendent à former, par leur attraction, des amas de plus en plus considérables. Après avoir atteint une valeur maxima, la chaleur de l'astre diminuerait par suite du rayonnement. Un même astre passerait donc deux fois par la même température, et notre Soleil, par exemple, pourrait bien devenir plus chaud dans l'avenir, mais il finirait toujours par se refroidir et par s'éteindre. « Ainsi, s'écrie Janssen, ces étoiles dont la

lumière paraît extra-terrestre et d'une nature toute céleste ; ces étoiles dont la fixité a été si souvent prise pour le symbole de l'immuabilité elle-même ; ces étoiles que notre éducation, nos traditions nous avaient habitués à considérer comme les flambeaux éternels des cieux, seraient soumises, comme nos existences terrestres, aux lois de la naissance et de la mort ; elles seraient, elles aussi, justiciables du temps et éprouveraient les vicissitudes que toute vie porte en elle-même ! »

Le refroidissement et l'extinction fatale des étoiles et du Soleil, la fin et la mort inévitable dont est, par suite, menacée la vie des planètes, et en particulier celle de la Terre, toutes ces idées, que Janssen et Lockyer ont tirées de l'analyse spectrale, sont maintenant banales et courantes ; c'est là sans doute le résultat philosophique le plus important que l'on ait tiré de l'observation des astres.

La spectroscopie n'est d'ailleurs pas la seule science qui nous ait amenés à de pareilles conclusions. Il y a longtemps déjà que *Lord Kelvin* a vu, dans la formule qui exprime en thermodynamique le principe de Carnot, un arrêt de mort pour l'Univers entier, dans un temps, il est vrai, infiniment éloigné. De nos jours, nous voyons même prendre naissance des théories d'après lesquelles la matière, qui du moins jusqu'ici restait indestructible, se transformerait peu à peu en énergie et se dissiperait, elle aussi, comme cela a lieu pour le Radium qui se désagrège, en quelque sorte, en libérant une certaine quantité d'énergie. L'évolution des étoiles ne serait donc qu'une partie de l'évolution générale qui s'applique à l'Univers matériel tout entier et l'entraîne à une fin inévitable.

* * *

Il ne faudrait pas croire pourtant que la Science arrive forcément d'elle-même, et sans le secours de nombreuses

hypothèses, à des résultats aussi rigoureux et aussi lointains que ceux dont nous venons de parler.

Les conclusions sur l'évolution des astres, que l'on a pu tirer de l'analyse spectrale, sont des vues hardies par lesquelles des savants de génie ont cherché à embrasser l'ensemble des phénomènes cosmogoniques ; ce ne sont pas encore des vérités définitivement acquises et basées sur des faits indiscutables. Il n'y a là, pour ainsi dire, qu'une extrapolation des résultats obtenus par l'expérience ; mais nous ne savons pas si la Science va continuer à avancer dans la direction de la courbe qu'elle a déjà parcourue ou si, par quelque brusque détour, elle ne va pas, au contraire, nous ouvrir des horizons nouveaux.

Jusqu'à présent, il n'est pas absolument certain que les étoiles doivent passer, par suite de leur refroidissement, de la classe des étoiles blanches à celle des étoiles jaunes, puis à celle des étoiles rouges pour arriver fatalement à l'extinction finale. On a soutenu que, dans certains cas tout au moins, l'ordre d'évolution inverse semblait se produire. et quelques astronomes considèrent les étoiles jaunes ou du type solaire comme plus jeunes que les étoiles blanches. On n'est pas définitivement fixé sur l'ordre dans lequel on doit ranger les différentes classes d'étoiles suivant leur âge respectif. De plus, les transformations brusques que l'on observe parfois dans les spectres et dans les éclats des étoiles, l'observation de spectres stellaires qui ont passé tout à coup du troisième au quatrième type ou qui ont présenté pendant quelques jours seulement des lignes brillantes, semblent inconciliables avec la notion d'une évolution lente et progressive. La théorie de Laplace sur la formation des étoiles est soumise aux mêmes critiques. Non seulement la condensation des nébuleuses en étoiles n'est pas, comme il est facile de le comprendre, un résultat expérimental que l'on ne peut discuter, mais nous verrons même que dans un cas particulier, celui des étoiles nou-

velles, c'est précisément le contraire qui a été observé, de telle sorte que ce sont parfois les étoiles qui se transforment en nébuleuses. On pourrait donc avancer que, si la notion de l'évolution et de l'extinction finale des étoiles s'impose à notre esprit, c'est comme une conséquence d'une doctrine philosophique couramment admise aujourd'hui plutôt que comme un résultat d'expérience. En admettant cette théorie, nous affirmons, en effet, l'existence d'un mouvement général dont nous n'avons pu encore déterminer sûrement et dans tous les cas le sens ou la direction.

La théorie intégrale de l'évolution inorganique admet aussi, comme nous l'avons vu, que les différents éléments que nous appelons corps simples ne sont que des états différents d'une même substance élémentaire, qui serait la forme chimique primitive produite par la dissociation, au moyen de la chaleur, de tous les corps chimiques.

On a déjà donné des noms à cette substance hypothétique, que l'on désigne sous le nom de *Protyle*, etc., et qui n'est autre chose que le *Substratum universel* des anciens. Mais, à notre époque, la chimie expérimentale est encore loin de mener à une telle conclusion. Il est vrai que l'exemple du Radium a apporté un commencement de preuve à l'appui de cette théorie, mais on ne peut guère tirer de cet exemple isolé et encore douteux de transmutation des conséquences aussi absolues.

La doctrine de l'Évolution inorganique n'est encore, comme l'indique d'ailleurs le titre d'un des ouvrages de Lockyer, *The Meteoritic hypothesis,* qu'une hypothèse ou une théorie. La théorie de l'Évolution, qui conduit à rejeter la notion d'une création *ex nihilo,* n'amène pas encore forcément, non seulement pour l'Univers entier, mais même pour un astre particulier, à croire à la nécessité d'une sorte de *fin du monde,* et l'on peut encore supposer que l'Univers sidéral est infini dans le Temps comme il l'est dans l'Espace.

Ces objections ne diminuent pas, d'ailleurs, la valeur de

la théorie de l'évolution inorganique. Toutes les théories physiques ne sont que des hypothèses, et la seule chose que doit leur demander l'esprit scientifique, ce n'est pas une certitude absolue que l'homme ne peut atteindre, mais un moyen de prévoir les phénomènes nouveaux et d'en découvrir les lois. Sous ce rapport, la théorie de l'Évolution, dont l'évolution inorganique ne représente qu'une partie, a depuis longtemps montré toute sa valeur.

* * *

On voit que si les méthodes d'analyse spectrale ont atteint de nos jours une perfection et une extension qui font de cette étude une des principales branches de l'astronomie, ces méthodes sont encore loin d'avoir porté tous leurs fruits. L'impression d'ensemble qui se dégage aujourd'hui de l'Astrospectroscopie est que cette science traverse, comme beaucoup d'autres l'ont fait, ce qu'on pourrait appeler la période critique. Pendant les quelques années qui suivent l'éclosion d'une science nouvelle, les découvertes se succèdent avec une rapidité et une apparence de certitude qui permettent toutes les espérances et les généralisations ou les synthèses les plus hardies. Plus tard, les faits que l'on croyait les plus certains et les bases mêmes de la science sont soumis à une analyse sévère et paraissent alors douteux et fragiles. Cette période est d'ailleurs utile, puisqu'elle permet d'établir les fondements solides sur lesquels s'élèvera plus tard une science plus exacte. C'est le point où semble être arrivée l'Astrospectroscopie, et les découvertes les plus utiles sont réservées actuellement aux recherches minutieuses et précises des observateurs, plutôt qu'aux déductions des théoriciens.

L'Astronomie physique manque encore de bases assez sûres et précises. La théorie du Soleil, ce problème fondamental de l'astronomie, n'est encore qu'ébauchée. Nous n'en voulons

pour preuve que la diversité des théories qui semblent également acceptables. Le problème posé par l'existence des raies du spectre solaire par exemple est loin d'être entièrement résolu, comme on l'avait cru au moment des travaux de Kirchhoff. En fait, la majorité des raies de Fraunhofer demeure même sans explication, c'est-à-dire se rapporte à des éléments inconnus ou à des états inconnus de nos éléments terrestres. D'ailleurs, le spectre des différentes parties du Soleil éprouve des variations qui semblent maintenant essentiellement périodiques, et il est peut-être vain de vouloir établir une théorie solaire avant que l'enregistrement continu et prolongé de tous les éléments variables du Soleil ait produit tous ses fruits.

Notre but n'est pas d'ailleurs de discuter les théories solaires qui ont cours actuellement. Nous n'examinerons ici que les méthodes d'observation et leurs résultats immédiats, sans chercher à en tirer nous-même aucune conclusion; ce sujet appartient aux auteurs qui traiteront de la nature du Soleil, des étoiles, des comètes ou des étoiles nouvelles. Nous n'entrerons pas davantage dans le détail des parties de l'Astrospectroscopie qui se rattachent complètement à l'Astronomie de position, comme, par exemple, la distribution des étoiles des différentes classes dans le ciel, la détermination des orbites des étoiles doubles spectroscopiques, etc.

Le moment semble favorable pour passer en revue les instruments et les méthodes d'observation. L'analyse spectrale a été appliquée, en effet, avec ses perfectionnements qui en font déjà un instrument si précis, à toutes les branches de l'astronomie physique. L'observation des éclipses a donné lieu, depuis plusieurs années, à des missions puissamment organisées, et a fourni une quantité de renseignements qu'il est intéressant de coordonner. L'organisation de ces missions dépend maintenant de comités scientifiques établis dans chaque pays, et qui sont chargés de distribuer le tra-

vail aux différents observatoires, de répartir les missions sur la zone de totalité, de centraliser et de publier les résultats des observations. En France, c'est le Bureau des Longitudes qui est chargé de ce soin. En Angleterre et aux États-Unis, des comités scientifiques ont été créés dans le même but.

L'étude continue du Soleil est poursuivie dans un grand nombre d'obsérvatoires : Meudon en France, South-Kensington en Angleterre, Potsdam, Catane, Kodaïkanal aux Indes, Tacubaya au Mexique, Yerkes et Mont-Wilson en Amérique; une station sera sans doute prochainement créée en Australie. Les Spectrohéliographes, ces instruments qui permettent d'enregistrer l'état des diverses couches gazeuses de l'atmosphère solaire, fonctionnent donc maintenant dans des stations distribuées tout autour de notre planète. Il est, en effet, très important que le Soleil soit photographié aussi souvent que possible dans des observatoires situés sous des longitudes très différentes, et cela, comme il est facile de le comprendre, pour mettre en évidence les rapports de l'activité solaire et des variations météorologiques, pour suivre les mouvements et les éruptions de vapeur de l'atmosphère solaire, etc. L'influence des radiations solaires sur les phénomènes terrestres est ainsi constamment étudiée, et certains observatoires, comme l'Observatoire de l'Èbre, sont exclusivement destinés à des recherches de ce genre.

Les instruments et les méthodes d'observation ayant pris une forme, sinon définitive, du moins déterminée dans ses grandes lignes, on a pu aborder la question de la coopération internationale de tous les observatoires à un même travail. Cette coopération doit permettre de venir à bout de la tâche colossale que représente l'observation et surtout l'enregistrement quotidien de l'état des différentes couches de l'atmosphère solaire.

C'est dans ce but qu'a été formée l'union dite : *Interna-*

tional Union for Cooperation in Solar Research, qui a déjà tenu trois congrès, à Saint-Louis, en Amérique, en 1904 ; à Oxford, en 1905, et à Meudon, en 1907. Cette union a pour objet de fixer des conditions d'observation uniformes et d'organiser les méthodes de réduction quand cela est possible. Elle s'est occupée, par exemple, d'assurer l'homogénéité dans les instruments employés pour mesurer la constante solaire, d'établir un système d'étalons de longueurs d'onde, de répartir le travail pour l'observation du spectre des taches solaires.

Pour ce qui est des étoiles et des planètes, les mesures de vitesses radiales et de rotations ont donné lieu à des travaux nombreux, et qui maintenant, surtout depuis l'application de la photographie et des méthodes empêchant les variations de température des spectroscopes, ont acquis une grande précision. En un mot, l'énergie rayonnante des astres est étudiée en détail, du moins en ce qui concerne les radiations de nature vibratoire que nous savons observer.

Il reste sans doute d'importantes découvertes à faire dans le champ encore inexploré des nouvelles radiations, rayons cathodiques ou autres, dont l'existence probable n'a pu encore être démontrée expérimentalement.

CHAPITRE I

SPECTROSCOPES. — SPECTROPHOTOMÈTRES SPECTROPOLARIMÈTRES. — ÉCRANS COLORÉS

Les instruments dont on se sert pour analyser la lumière des corps célestes dérivent tous du spectroscope primitif, qui a d'abord servi aux chimistes pour déterminer les spectres caractéristiques des corps simples et pour analyser les composés de ces différents corps. Tous ces instruments, à l'exception toutefois du Prisme objectif, pourraient aussi bien servir à l'analyse spectrale d'une source lumineuse terrestre quelconque.

L'histoire même des perfectionnements apportés à l'instrument des chimistes et des physiciens est intimement liée à celle des progrès réalisés dans l'étude des spectres des astres, et plus spécialement du spectre solaire qui a toujours été pris, à cause de son éclat et de sa constance, comme principal sujet d'étude et, jusqu'à ces derniers temps, comme étalon pour les autres recherches.

Avant d'examiner les spectroscopes spéciaux que l'on utilise en Astronomie et dont les dispositions ont été changées ou perfectionnées suivant l'usage parti-

culier qu'on devait en faire, nous allons donc rappeler brièvement le principe du spectroscope ordinaire.

1. **Le spectroscope.** — Plaçons au foyer d'une lentille un objet lumineux, de préférence une fente fine éclairée par une source de lumière, et, sur l'axe du *collimateur* ainsi obtenu, disposons une seconde lentille. Nous aurons, au foyer de cette seconde lentille, une image réelle et renversée de la fente, image que nous pourrons examiner avec une loupe ou recevoir sur un écran ou sur une plaque photographique. Nous aurons ainsi une lunette astronomique ou une chambre photographique permettant d'étudier l'image de la fente.

Introduisons maintenant entre les deux lentilles un prisme de verre triangulaire à arête parallèle à la fente, et éclairons d'abord la fente avec une lampe à alcool dans la flamme de laquelle nous aurons placé du sel marin, de manière à avoir une lumière de couleur simple ou *monochromatique*, c'est-à-dire composée de radiations d'une seule longueur d'onde. Les rayons seront déviés par leur réfraction au travers du prisme, et il faudra établir un certain *angle de déviation* entre le collimateur et la lunette pour voir au milieu du champ l'image de la fente. Nous aurons réalisé ainsi un *spectroscope*, ou un *spectrographe* si la lunette est remplacée par une chambre photographique.

Remplaçons notre lampe à alcool par un tube de Geissler à hydrogène, c'est-à-dire un tube contenant de l'hydrogène raréfié illuminé par des décharges électriques. La lumière obtenue se compose de trois couleurs simples, rouge, bleue et violette, correspondant respectivement à des longueurs d'onde particulières $\lambda = 0^{\mu},656$, $0^{\mu},486$ et $0^{\mu},434$. Les rayons de chaque

longueur d'onde seront inégalement déviés par le prisme, de telle sorte qu'au lieu d'avoir comme précédemment une seule image de la fente, nous aurons un *spectre* composé de trois images brillantes : rouge, bleue et violette. Nous aurons ainsi analysé la lumière complexe donnée par le tube de Geissler en ses éléments simples.

Un spectre de cette nature est appelé *spectre de lignes ;* autrefois on le désignait sous le nom de « spectre du second ordre ». Ce genre de spectre correspond à la lumière des gaz illuminés électriquement.

Il est évident que, pour distinguer des radiations de longueurs d'onde voisines, la qualité la plus importante du spectre n'est pas la dispersion et par suite la distance qui existe entre deux raies données, mais bien le rapport de cette distance à la largeur de l'image monochromatique de la fente ; c'est ce qu'on appelle la *pureté* ou, d'après *Tholton*, le *pouvoir de résolution*. La largeur de l'image de la fente a une limite inférieure à cause des phénomènes de diffraction, la pureté d'un spectre ne peut donc pas devenir infinie en rétrécissant de plus en plus la fente ; le *pouvoir définissant* de *Rayleigh* correspond au cas où, la fente étant infiniment étroite, son image aurait cette largeur limite.

On appelle souvent *pouvoir séparateur* la quantité $\frac{\lambda}{d\lambda}$, $d\lambda$ étant l'intervalle des deux radiations les plus rapprochées que l'on puisse séparer[1].

Si nous éclairons la fente avec une bougie, la lumière

[1] Voir Wadsworth. *A. J.*, III, 1896, p. 176 et 321 ; VI, 1897, p. 27.

obtenue ne se composera plus de trois couleurs simples, mais contiendra des couleurs de toute espèce ou sera, comme on dit, *polychrome*. Toutes ces couleurs, correspondant à des longueurs d'onde différentes, sont inégalement déviées, et le spectre se composera d'une bande ininterrompue formée par la juxtaposition des images de toutes couleurs de la fente. C'est ce qu'on appelle un *spectre continu* et ce qu'on désignait autrefois sous le nom de « spectre du premier ordre ». Les solides portés à l'incandescence, les liquides qui, dans ces conditions, ne se volatilisent pas, et quelques gaz très denses ou soumis à de fortes pressions émettent de la lumière polychrome, et ont par suite un spectre continu.

Il est évident que l'intensité lumineuse d'un spectre continu est proportionnelle, toutes choses égales d'ailleurs, à l'ouverture de la fente et en raison inverse de la dispersion.

Enfin nous pouvons envoyer sur la fente un rayon de soleil, et nous aurons un spectre semblable au précédent, c'est-à-dire formé par une bande de couleurs se fondant les unes dans les autres, mais sillonné de raies noires qui correspondent à des images de la fente qui manquent dans le spectre, c'est-à-dire à des longueurs d'onde de radiations que le soleil n'émet pas. C'est un *spectre d'absorption*, que l'on appelait autrefois « spectre du troisième ordre ».

La plupart des spectres d'étoiles sont analogues à ce type. On sait que les discontinuités que représentent les raies noires sont produites par l'effet de l'atmosphère relativement froide des étoiles qui absorbe certaines couleurs du spectre continu, celles précisément

que les gaz de cette atmosphère sont capables d'émettre. Les molécules des gaz traversés empruntent à la lumière polychrome un mouvement vibratoire de même période que celui qu'elles pourraient émettre ; elles absorbent ainsi l'énergie correspondant à ce mouvement vibratoire qui, par suite, manque dans le spectre émis par l'étoile.

Il n'y a d'ailleurs pas obscurité absolue dans les raies noires, car les vapeurs traversées émettent une faible lumière répartie précisément sur ces raies, qui ne paraissent noires que par contraste avec la lumière beaucoup plus intense du fond du spectre continu. Le but des spectrohéliographes est, comme nous le verrons, de séparer cette faible lumière émise par les vapeurs incandescentes et d'étudier la distribution de ces vapeurs, malgré la lumière intense du spectre continu du noyau de l'astre.

Il nous sera facile, maintenant, de comprendre la construction et le fonctionnement du spectroscope ordinaire, qui n'est qu'un perfectionnement de l'appareil rudimentaire que nous avons décrit. Remarquons d'abord que la condition que nous avons imposée à la fente, de se trouver au foyer du collimateur, n'est pas indispensable. Cette position est seulement préférable parce que les rayons se trouvent ainsi former un faisceau parallèle pendant leur passage dans le prisme. Il est facile de comprendre que la fente pourrait occuper une autre position par rapport à la lentille du collimateur, et qu'il suffirait de déplacer convenablement l'oculaire de la lunette ou la plaque photographique pour avoir une image nette de la fente. Si, par exemple, la fente est à une distance telle de la lentille collectrice, que son image soit virtuelle et placée à la distance de

vision distincte de l'observateur, celui-ci pourra se dispenser d'utiliser la lunette pour observer le spectre, qu'il pourra voir à l'œil nu au travers du prisme. On pourrait même supprimer la lentille du collimateur en plaçant la fente à la distance de vision distincte. Il y a donc de nombreuses dispositions qui permettent, avec un prisme et des lentilles, d'observer un spectre. Pourtant le spectroscope primitif que nous avons décrit est le plus rationnel ; c'est sur ce modèle que sont construits les spectroscopes ordinaires, tels que le spectroscope de *Kirchhoff* et *Bunsen*.

Dans cet appareil, le collimateur est formé par une fente dont la largeur peut se régler au moyen d'une vis, et qui est placée au foyer d'une lentille achromatique, de telle sorte que les rayons de différentes couleurs partis de la fente forment tous des faisceaux parallèles à leur sortie du collimateur. Ces rayons traversent ensuite le prisme ou la série de prismes où ils sont inégalement déviés suivant leur longueur d'onde, et pénètrent dans la lunette qui est identique à une petite lunette astronomique. Ils forment dans le plan focal une série d'images de la fente, c'est-à-dire un spectre réel que l'on examine avec l'oculaire. L'objectif de la lunette est également achromatique, de manière que le spectre soit situé entièrement dans le plan focal de la lunette.

Pour déterminer les positions relatives des raies du spectre, ce qui sert, comme nous le verrons plus loin, à trouver leurs longueurs d'onde, on se sert d'un petit collimateur au foyer duquel se trouve une échelle divisée brillante sur fond obscur. Cette échelle est une réduction photographique d'une règle divisée; elle est

légèrement transparente et on l'éclaire par derrière. On fait coïncider, dans le plan focal de la lunette, l'image de l'échelle et le spectre lui-même, en disposant le collimateur de telle sorte que les rayons partis de son foyer se réfléchissent sur la face du prisme qui est tournée vers l'observateur. La figure schématique (fig. 1) permet de se rendre compte de cette disposition. On obtient, par ce procédé, un appareil de mesure immatériel situé dans le plan focal, ce qui permet d'employer, pour la lunette, des oculaires négatifs ou de Huyghens. M. *de Gramont* a perfectionné ce dispositif en rendant variable la distance apparente des traits de l'échelle divisée dans le plan focal. On se sert, dans ce but, d'un collimateur dont l'objectif est formé de deux lentilles que l'on peut écarter plus ou moins; on peut ainsi projeter, sur une longueur donnée du spectre, le nombre de traits qui convient pour le but qu'on se propose.

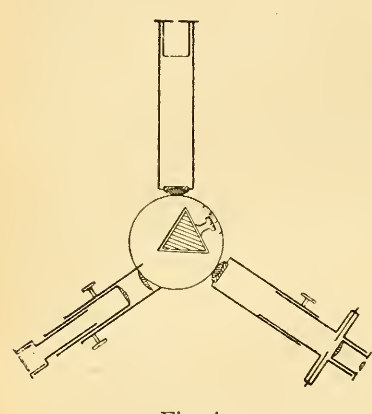


Fig. 1.

L'emploi de l'échelle divisée que nous venons de décrire est relativement peu précis. Il a suffi pourtant pour les recherches chimiques. Nous verrons, quand nous nous occuperons de la mesure des longueurs d'onde, les procédés plus précis que l'on peut employer, et qui sont basés sur l'emploi des réseaux et des spectromètres interférentiels.

La lunette et le collimateur du spectroscope peuvent

recevoir un mouvement de rotation autour d'une parallèle à l'arête du prisme, et portent des pinces de fixage munies de vis de rappel qui permettent de leur donner de petits mouvements autour de cet axe. De plus, la lunette est munie d'une vis permettant de lui donner un mouvement peu étendu autour d'un axe horizontal. Le collimateur qui porte l'échelle divisée possède aussi le même mouvement de bascule dans le plan vertical, de telle sorte qu'on peut déplacer verticalement dans le champ le spectre et l'image de l'échelle divisée, de manière à les mettre en contact. Le prisme est recouvert par une espèce de chapeau ou de boisseau percé de trous pour le passage des rayons, et destiné à éviter les réflexions de lumière étrangère dans l'intérieur de l'instrument. Dans les observations astronomiques, où généralement la lumière est très faible, le prisme, le collimateur et la lunette sont placés dans une boîte unique et fermée où la lumière étrangère ne peut pas pénétrer. Il est bon aussi de recouvrir les prismes, sauf dans la partie où passe le faisceau de lumière, d'un enduit opaque ou d'un papier noir, et aussi de noircir l'intérieur des tubes de la lunette et du collimateur, ainsi que les diaphragmes que les constructeurs placent dans ces tubes, pour arrêter la lumière étrangère qui pourrait y pénétrer. Il faut aussi veiller à ce que les surfaces optiques soient parfaitement propres, car la poussière qui les recouvre, éclairée par le faisceau lumineux, constitue une source de lumière qui se répand dans l'instrument et gêne l'observation. Enfin, il faut choisir des verres aussi purs que possible et ne présentant pas de phénomènes de fluorescence.

Dans les recherches très délicates, comme celles du déplacement de raies, sous l'influence du principe de Doppler-Fizeau, il faut veiller aussi à ce que la température du spectroscope reste absolument constante. On y parviendra en entourant l'instrument d'enveloppes formées de matières conduisant mal la chaleur, comme le feutre, par exemple. On peut aussi y ajouter des

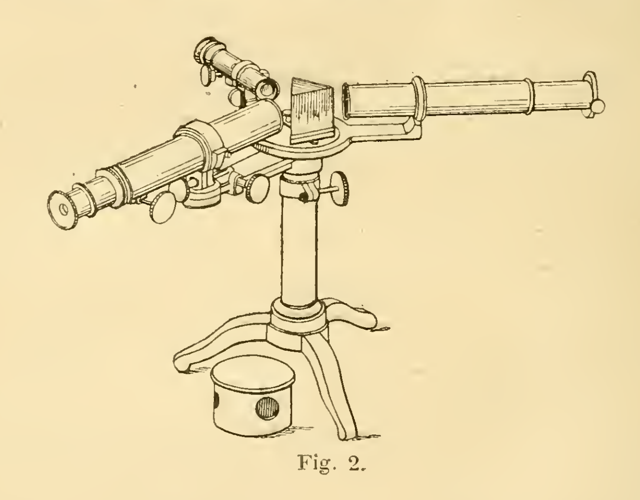


Fig. 2.

enveloppes métalliques en cuivre, qui répartissent instantanément les variations de température qui peuvent se produire. Ces enveloppes seront séparées par des couches de matières isolantes. Il vaut encore mieux se servir de thermostats électriques. En tout cas, un thermomètre sensible au centième de degré permettra de noter la variation de température et d'en tenir compte s'il y a lieu. En toute rigueur, ce thermomètre doit avoir sa boule placée dans un prisme semblable aux prismes du spectroscope, et placé à côté d'eux. La température de la chambre qui contient les

prismes n'est pas toujours égale, en effet, à celle des prismes, qui mettent plus longtemps à s'échauffer ou à se refroidir.

La figure 2 représente le spectroscope type des laboratoires. Il est muni d'un prisme en flint de 60° ; les objectifs du collimateur et de la lunette ont la même ouverture ; enfin la fente peut être divisée en deux parties égales par un petit prisme à réflexion totale, ce qui permet de voir à la fois, dans la lunette, deux spectres en contact : le premier donné par la source de lumière que l'on veut analyser, le second par une source connue que l'on prend comme terme de comparaison.

2. **Réglage d'un spectroscope**. — Les remarques suivantes, concernant le réglage du spectroscope ordinaire, s'appliquent également aux spectroscopes accouplés aux lunettes qui constituent les *spectroscopes astronomiques* ou *téléspectroscopes*.

Tout d'abord, la fente doit avoir ses deux bords bien parallèles. Les constructeurs ménagent généralement un dispositif de réglage dans ce but. On observera l'intensité du spectre, qui doit être la même dans toute la hauteur. Un procédé plus précis consiste à photographier ou à observer les franges de diffraction données par l'ombre de la fente. Ces franges sont d'autant plus écartées que la fente est plus étroite ; elles ne seront donc droites et parallèles que si la fente est bien réglée.

La fente doit ensuite être placée au foyer de la lentille du collimateur. Ici intervient un phénomène qui est sans importance dans les études spectroscopiques ordinaires, mais qui peut avoir la plus grande

influence sur les observations astronomiques. Le plus souvent, comme nous le verrons plus loin, on projette sur la fente une image réelle de l'astre, de manière à distinguer les spectres de ses différentes régions. Il faut donc que les raies soient au point, et qu'en même temps la limite des spectres des différentes parties de l'image soit parfaitement nette. Autrement dit, on doit voir aussi nettement dans l'oculaire les lignes verticales et les lignes horizontales situées dans le plan de la fente. Si cette condition n'est pas remplie, les spectres des différentes parties de l'astre se mélangeront plus ou moins, et l'on fera des erreurs, par exemple dans l'évaluation de la distance à laquelle certaines lignes s'étendent du bord du soleil, sur la largeur du spectre du noyau des comètes, etc. Il semblerait que le collimateur étant mis au point sur l'infini, aucun effet de ce genre ne soit à redouter. En réalité, à cause des petites imperfections des surfaces réfringentes, il y a toujours une différence dont on s'apercevra en mettant au point successivement les lignes du spectre et les stries longitudinales données par les poussières qui se trouvent dans la fente. Bien plus, dans certains spectroscopes, ce défaut d'astigmatisme est produit à dessein par le constructeur, pour éviter précisément que l'on ne soit gêné par les stries longitudinales quand les lignes du spectre sont au point. Pour régler un spectroscope astronomique, il sera donc utile de faire varier progressivement le tirage du collimateur, et de noter pour chaque tirage la différence de position qui existe entre les positions de l'oculaire mis au point successivement sur les raies du spectre et sur les stries longitudinales. Une interpola-

tion fera connaître, avec une grande exactitude, le tirage du collimateur pour lequel les raies et les stries sont au point en même temps, tirage qui sera parfois sensiblement différent de celui qui correspond à la mise au foyer. *Cornu*, qui a le premier étudié l'effet de cette erreur, désigne ce réglage sous le nom de *réglage aplanétique*.

Le faisceau lumineux sortant du collimateur doit ensuite rencontrer la première face du prisme sans qu'aucune partie ne tombe dans le vide. Les arêtes du prisme doivent aussi être perpendiculaires au plateau sur lequel il est posé, et ce plateau doit être parallèle à la fois à l'axe optique du collimateur et à celui de la lunette. On réalisera ces conditions en observant par collimation les images de la fente ou du réticule sur les faces du prisme.

Le prisme doit en outre être placé au minimum de déviation pour la couleur déterminée que l'on étudie. Nous n'avons pas à parler ici des formules du prisme, mais on sait que l'angle de déviation varie avec l'incidence des rayons sur la face d'entrée du prisme; il est facile alors de se rendre compte que cet angle de déviation doit avoir une valeur minima ou maxima, et cela quand l'angle d'incidence des rayons est égal à leur angle d'émergence sur la face de sortie du prisme. En effet, à une série d'angles d'incidence croissant à partir de cette valeur I de l'angle d'incidence, correspond une série d'angles d'émergence décroissant. Si l'on prend comme angles d'incidence cette seconde série de valeurs, on retrouvera comme angles d'émergence la première série avec des valeurs égales de l'angle de déviation. On a donc, de part et d'autre

de la valeur I, deux séries de valeurs croissantes et décroissantes pour lesquelles les déviations sont égales deux à deux. L'angle I correspond donc à un maximum ou à un minimum de déviation.

Pour placer le prisme dans la position du minimum de déviation, on le fait tourner autour d'une parallèle à son arête en examinant dans la lunette le déplacement de la raie correspondant à la couleur pour laquelle on veut faire le réglage. Cette raie se déplacera vers la droite, par exemple, puis reviendra vers la gauche après avoir atteint une position extrême qui correspond au minimum de déviation du prisme. Si le spectroscope comporte plusieurs prismes, on n'en laissera d'abord qu'un seul sur l'instrument et on mettra le prisme unique au minimum de déviation, puis on ajoutera successivement les autres prismes en recommençant la même opération. Pour faciliter ce travail, les prismes sont généralement mobiles autour d'un pivot placé à leur centre, et munis d'une alidade divisée qui se déplace sur le plateau. Souvent on devra faire la mise au minimum de déviation par la photographie, ce sera même indispensable pour la région ultra-violette. Dans ce cas, on fera une série de photographies du spectre, de préférence sur la même plaque, comme nous le verrons plus loin, et en notant pour chaque pose la position du prisme.

La lunette doit ensuite être placée, comme le collimateur, de telle façon que le faisceau lumineux pénètre tout entier dans l'objectif. La mise au foyer de la lunette devra être faite spécialement pour chaque région du spectre étudiée. Il faut remarquer, en effet, que les lentilles ne sont pas rigoureusement achroma-

tiques pour toutes les couleurs, c'est-à-dire que le foyer n'est pas absolument le même pour les radiations de toutes les longueurs d'onde, car on ne peut faire coïncider ces foyers que pour deux longueurs d'onde ou, en tout cas, pour un petit nombre de longueurs d'onde en prenant des combinaisons de plusieurs lentilles.

Les objectifs destinés à la photographie ne doivent pas être achromatisés de la même façon que ceux qui servent aux observations visuelles. Les rayons pour lesquels la plaque photographique est le plus sensible sont, en effet, les rayons violets et ultra-violets et non les rayons jaunes, comme cela a lieu pour l'œil. Les objectifs des lunettes sont achromatisés généralement pour les couleurs simples correspondant aux raies B et F ou E et F, tandis que les objectifs photographiques doivent être achromatiques pour la région du spectre correspondant à la raie K. Rappelons que si l'on ne possède que des objectifs ordinaires, on peut séparer de quelques millimètres la lentille de flint de la lentille de crown, comme l'a indiqué *Cornu*. *M. Wolf* a pu ainsi, avec un écartement convenable des lentilles, transformer l'achromatisme optique en achromatisme chimique. Toutefois, il vaudra toujours mieux se servir d'appareils achromatisés pour les rayons chimiques, ou prendre de simples lentilles non achromatiques, comme nous le verrons plus loin.

Il existe un procédé qui permet de se débarrasser complètement de l'obligation d'avoir des objectifs achromatiques : c'est de se servir de miroirs au lieu de lentilles, c'est-à-dire d'employer des télescopes

comme collimateurs et comme lunettes d'observation. Ce dispositif est surtout indiqué pour l'observation du spectre ultra-violet.

Lorqu'on fera des photographies de spectres, il faudra disposer la plaque à une distance telle que l'image de la raie étudiée soit aussi nette que possible. On y parviendra en faisant un certain nombre de plaques d'essais à différentes distances de l'objectif. On pourra employer tous les procédés qui servent à faire la mise au foyer des lunettes astronomiques. Par exemple, on pourra se servir d'écrans couvrant l'objectif, sauf une petite partie près du bord. Suivant la position de cette ouverture de l'écran, on obtient des pinceaux lumineux qui se coupent au foyer de l'objectif, et la position de l'image de la raie sur la plaque ne sera la même dans toutes ces positions que si la plaque est exactement au foyer. Au lieu d'avoir à évaluer le degré de netteté, on est ramené ainsi à apprécier la coïncidence de deux positions de raies.

On a parfois avantage à se servir d'objectifs non achromatiques, c'est-à-dire de lentilles simples. Dans ce cas, les distances focales correspondant aux deux extrémités du spectre sont très différentes, la distance focale pour les rayons violets étant plus courte que celle qui correspond aux rayons rouges. Il faudra donc incliner la plaque par rapport à l'axe de l'objectif pour obtenir une image du spectre nette d'une extrémité à l'autre. On mettra au point d'abord les différentes parties du spectre, en se servant de la glace dépolie; on fera ensuite des plaques d'essai, et les distances à l'objectif des plaques correspondant aux meilleures mises au point des différentes parties du spectre feront connaître,

par des considérations géométriques simples, la meilleure distance et la meilleure inclinaison.

Pour les objectifs achromatiques, la ligne focale n'est pas une droite perpendiculaire à l'axe optique; c'est une courbe de forme hyperbolique, aussi emploie-t-on parfois, au lieu de plaques inclinées, un cylindre à base hyperbolique sur lequel on tend une pellicule photographique. De cette façon, toutes les parties du spectre peuvent être obtenues également nettes; mais ce procédé a évidemment un certain désavantage si l'on veut mesurer la position relative exacte des raies. En pratique, le système de la chambre à inclinaison variable suffira dans la plupart des cas en astronomie. On inclinera simplement la plaque de manière à ce que toutes les parties moyennes du spectre soient également nettes. On est parfois gêné dans ce cas par la grande inclinaison qu'il faut donner à la plaque, et qui peut être incompatible avec la construction de l'appareil. Il peut se faire aussi que l'on n'ait pas de chambre à inclinaison variable, mais seulement des chambres photographiques ordinaires. Dans ce cas, il est utile de remarquer que l'on peut diminuer ou augmenter l'inclinaison à donner à la plaque en dirigeant l'axe optique dans la direction où arrivent les rayons violets, ou, au contraire, les rayons rouges. Ce fait tient à la forme hyperbolique de la courbe focale. La plaque est plus inclinée quand on veut étudier la partie rouge que lorsqu'on a affaire à la partie verte; l'inclinaison a même lieu en sens inverse pour les rayons ultra-violets, c'est-à-dire que la distance de la plaque à l'objectif est plus grande dans cette région du spectre pour les plus petites longueurs d'onde que pour les

grandes. La répartition des foyers pour cette région est donc inverse, dans un objectif achromatique, de celle qu'aurait produit une lentille simple. En réglant le spectroscope pour une couleur déterminée entre le rouge et l'ultra-violet, on peut donc arriver à avoir, avec un objectif achromatique, telle inclinaison de plaque que l'on désire pour la région moyenne du spectre.

Dans les observations d'éclipses, on se sert souvent de châssis mobiles permettant de faire plusieurs clichés sur la même plaque, soit que l'on veuille encadrer une photographie de spectre entre deux spectres de comparaison, soit que l'on veuille prendre différents aspects successifs d'un phénomène ou faire des poses de différentes longueurs, parce qu'on ne connaît jamais le meilleur temps de pose. Ces châssis se déplacent dans leur plan au moyen d'une crémaillère. Comme le temps est précieux, on peut remplacer la crémaillère par une vis à pas très grand, de manière à n'avoir qu'à donner un tour de manivelle pour amener une nouvelle partie de la plaque en face de l'objectif. Naturellement, on doit alors placer au foyer de la chambre photographique un écran percé d'une fenêtre encadrant le spectre et protégeant contre la lumière diffuse les parties de la plaque qui viennent d'être impressionnées ou ne le sont pas encore.

3. **Spectroscopes à plusieurs prismes.** — Quand on veut augmenter la longueur du spectre pour séparer des longueurs d'onde très voisines, on est amené à se servir de plusieurs prismes successifs.

Tous les prismes doivent être traversés par le faisceau lumineux dans la position du minimum de

déviation pour la région du spectre que l'on étudie. On a souvent recours à des procédés mécaniques permettant de les mettre tous d'un seul coup dans cette position et évitant l'opération plus longue que nous avons décrite plus haut. Ces dispositifs sont généralement basés sur le fait que, dans la position du minimum de déviation, le rayon incident fait sur la face d'entrée un angle égal à celui du rayon émergent sur la face de sortie. Par suite, si tous les prismes sont semblables et construits en même matière, un rayon les traversant au minimum de déviation forme une ligne brisée régulière. Il suffira donc d'astreindre les bases des prismes à former sur le plateau où ils sont placés une ligne brisée régulière; c'est ce qui est réalisé dans le spectroscope de *Browning*, où les prismes sont liés par leurs arêtes au moyen de charnières, et où chaque prisme porte à sa base une tige ou glissière qui est assujettie à être traversée par un pivot central. Il suffit de placer le collimateur de manière à ce que l'angle d'incidence sur le premier prisme corresponde à la déviation minima de la couleur considérée, et de placer d'un seul coup tous les autres prismes de manière à ce que les angles d'incidence soient tous égaux.

4. **Spectroscopes autocollimateurs.** — Bien que ces spectroscopes soient rarement employés en Astronomie, nous devons en dire un mot parce qu'ils offrent certains avantages, notamment celui d'être moins volumineux à puissance égale. Dans ces appareils, la même lunette fait office de collimateur et de lunette d'observation. Le premier appareil de ce genre a été construit par *Duboscq*, peu de temps après les premiers spectroscopes du type de Kirchhoff et Bun-

sen. L'action dispersive du prisme est doublée par la réflexion des rayons sur une de ses faces qui est argentée; les rayons reviennent donc sur leurs pas et traversent de nouveau le prisme et la lentille collimatrice. Un petit prisme à vision directe permet de placer la fente sur le côté de l'axe optique.

Le spectroscope de *Fabry* est construit sur le même principe. On peut aussi mettre la fente sur l'axe du collimateur, mais au-dessus de cet axe, et l'éclairer avec

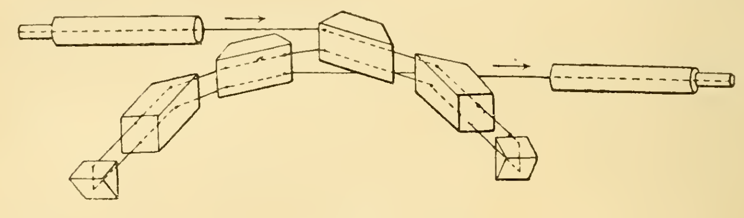


Fig. 3.

un prisme à réflexion totale; le spectre se forme alors dans le plan de la fente, mais au-dessous de celle-ci, et on peut l'observer avec l'oculaire.

Le système qui consiste à faire revenir le faisceau lumineux, au moyen d'une réflexion, à travers les différents prismes, a été souvent employé pour la spectroscopie solaire. Dans ce cas, en effet, la lumière est excessivement intense, et on peut employer des dispersions très fortes.

Dans le spectroscope de *Thollon* (fig. 3), les rayons lumineux traversent deux prismes, puis se réfléchissent dans un prisme à réflexion totale dont les arêtes sont perpendiculaires aux premiers, ce qui les ramène au travers de ces deux prismes, mais à un niveau inférieur. Les rayons traversent ensuite un système optique

identique pour arriver enfin à la lunette. Thollon employait des prismes composés de trois parties, comme dans les spectroscopes à vision directe. Le prisme du milieu contenait du sulfure de carbone. La dispersion était énorme et équivalait à celle de 30 prismes ordinaires de 60°; mais le sulfure de carbone est très sensible aux variations de température, ce qui le rend irrégulièrement réfringent et nuit à la précision du travail. La lunette et le collimateur étaient fixes, et les deux trains de prismes mobiles symétriquement par rapport à un plan perpendiculaire à l'axe de la lunette de telle sorte que les rayons de la région du spectre étudiée se trouvaient toujours au minimum de déviation. Remarquons que les axes du collimateur et de la lunette se trouvaient parallèles, l'un étant un peu au-dessous de l'autre. Le spectroscope de Thollon rentre donc, sous ce rapport, dans la catégorie des spectroscopes à vision directe que nous étudierons plus loin.

Dans le même ordre d'idée, le spectroscope de *Cassie* ne comporte que deux prismes qui agissent comme s'il y en avait huit; leurs faces extrêmes sont en effet argentées, et les prismes sont légèrement inclinés l'un vers l'autre, de telle sorte qu'un rayon se réfléchit huit fois sur leurs faces et, par suite, les traverse huit fois avant de sortir de l'appareil.

5. **Spectroscopes à vision directe.** — Ce système de spectroscope est un de ceux qui ont été le plus employés en Astronomie. *Janssen* l'a présenté à l'Académie en 1862 et s'en est servi à Rome avec *Secchi* pour faire des observations de spectres d'étoiles. Ce spectroscope est formé essentiellement d'un prisme

d'*Amici*, c'est-à-dire comprenant deux prismes de crown et un de flint collés avec du baume de Canada et disposés dans l'ordre représenté par la figure 4. L'effet de ce prisme est, en quelque sorte, l'opposé de celui du prisme achromatique, c'est-à-dire qu'il ne dévie pas la lumière des rayons moyens, bien qu'il disperse encore, parce que la dispersion du flint est de beaucoup prédominante. L'opticien *Hoffmann* porta à

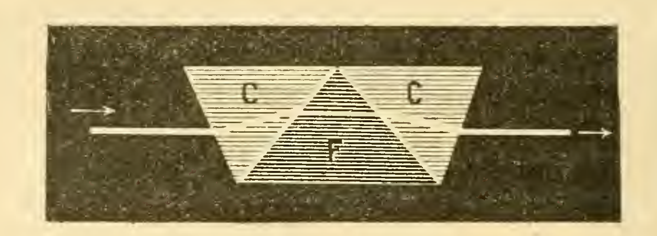


Fig. 4.

cinq le nombre des prismes : deux en flint pesant et trois en crown. On peut aussi employer des prismes en flint d'espèces différentes, comme cela a lieu dans le spectroscope de *Browning*. Enfin il existe des prismes simples de forme telle qu'ils produisent une dispersion sans déviation du rayon. Nous n'insisterons pas sur ces différents dispositifs qui sont peu employés.

Les prismes à vision directe ne conviennent pas pour étudier tout le spectre, mais seulement la région voisine de la couleur simple qu'ils ne dévient pas.

6. **Spectroscopes pour l'ultra-violet.** — Les rayons ultra-violets dont la longueur d'onde est plus petite que $\lambda = 0^{\mu},300$ environ étant absorbés par les verres de crown, et ceux dont la longueur d'onde vaut

$0^{\mu},320$ par les verres de flint, il faut se servir, pour les observer, d'objectifs en quartz, c'est-à-dire en cristal de roche, achromatisés avec du spath (calcite) ou de la fluorine : ce procédé a d'abord été employé par *Helmholtz*. On se servira, par exemple, de deux prismes de quartz de 60° et de rotation contraire, l'un en quartz droit ou dextrogyre, l'autre en quartz gauche ou lévogyre, l'axe du cristal étant perpendiculaire au plan bissecteur du prisme. Dans un prisme taillé parallèlement à l'axe du cristal, les deux spectres donnés par les indices ordinaires et extraordinaires ne seraient pas complètement séparés. *Rudberg* a indiqué qu'on pouvait se débarrasser d'un des spectres au moyen d'un nicol, mais ce procédé n'a pas donné de très bons résultats. On se sert aussi, au lieu de deux prismes séparés de rotation contraire, d'un prisme de 60° constitué par deux prismes de 30° de rotation contraire accolés l'un à l'autre. Un dispositif, dû à *Young*, consiste à placer ces deux demi-prismes, l'un contre la lentille du collimateur, l'autre contre celle de la lunette. De cette façon, les rayons correspondant au milieu du champ ont traversé les prismes parallèlement à leur base, c'est-à-dire dans la position du minimum de déviation (fig. 5). Il suffit donc de déplacer la lunette jusqu'à ce que l'on ait au milieu du champ la partie du spectre que l'on veut étudier, pour placer du même coup les prismes au minimum de déviation.

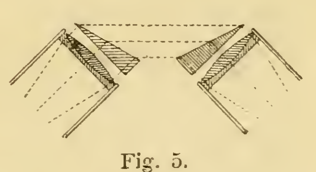


Fig. 5.

On peut se servir également de prismes en spath

d'Islande, dont l'arête réfringente doit être parallèle à l'axe optique du cristal. On emploie le rayon ordinaire d'indice 1.66, le spectre correspondant au rayon extraordinaire d'indice 1,48 étant suffisamment écarté pour qu'il n'y ait pas de confusion possible. Le spath est moins transparent que le quartz pour les rayons ultra-violets; mais comme il n'arrête que les rayons plus réfrangibles que $\lambda = 0{,}220$, il peut toujours être employé en astronomie.

Il faut avoir soin de se servir, pour projeter l'image de l'astre sur la fente, de miroirs métalliques et non en verre argenté, ou de lentilles de quartz, ou au moins en flint léger. Dans ses recherches sur les spectres ultra-violets des étoiles, des nébuleuses et des comètes, Huggins se servait d'un miroir métallique de 50 centimètres de diamètre.

L'observation visuelle des rayons ultra-violets se fait au moyen de l'oculaire fluorescent de *Soret*, qui est un oculaire incliné avec lequel on examine l'illumination, sous l'influence des rayons ultra-violets, d'une plaque de verre d'urane ou d'une cuve contenant des liquides fluorescents, comme une solution d'esculine ou de sulfate de quinine. *Stokes*, qui a découvert le phénomène de la fluorescence, a appliqué le premier ce procédé au dessin du spectre ultra-violet.

Mais c'est surtout la photographie qui sert à observer les rayons ultra-violets. On sait, en effet, que les plaques photographiques sont très sensibles à ces radiations.

La principale difficulté qu'on rencontre pour photographier les parties extrêmes du spectre ultra-violet consiste dans le voile du cliché produit par les radiations violettes douées d'une grande puissance photochi-

mique, et qui se diffusent dans l'instrument par suite de l'illumination des surfaces des verres, qui ne sont jamais parfaitement polies ni complètement nettes de poussière, etc. On diminue cette influence en prenant une fente courte. On peut aussi, comme l'a fait *Cornu* dans ses recherches sur les limites du spectre ultra-violet du Soleil, faire passer les rayons au travers d'un absorbant, comme la vapeur de brome, enfermé dans un tube placé dans l'instrument; cette vapeur paraît complètement transparente pour les rayons ultra-violets.

On pourrait aussi, — mais ce procédé n'a pas encore été employé, croyons-nous, — dévier au moyen d'un prisme les rayons autres que les rayons ultra-violets extrêmes que l'on veut étudier, de manière à ce que ceux-ci tombent seuls sur la fente. On arriverait facilement à ce résultat avec un prisme placé devant l'objectif qui fournit l'image du Soleil projetée sur la fente. Le spectre impur ainsi obtenu ne renferme à son extrémité que les rayons ultra-violets extrêmes, et il suffirait de placer la fente du spectroscope sur cette extrémité et parallèlement à l'extension du spectre pour qu'elle ne reçoive que les rayons dont la longueur d'onde est inférieure à une valeur donnée.

7. **Spectroscopes pour l'infra-rouge.** — Les rayons infra-rouges étant absorbés par les verres ordinaires, on est obligé de se servir d'autres substances pour les observer. L'une des plus transparentes est le sel gemme, qui n'est opaque que pour les rayons restants de très grande longueur d'onde. En Astronomie pourtant, on aura rarement à employer des prismes de

sel gemme, car les rayons de longueur d'onde comparable à celles des rayons restants semblent ne pas exister dans la lumière solaire. Aussi pourra-t-on se servir simplement de spath fluor, qui est transparent jusque vers $\lambda = 8\mu$ environ ou même de flint, qui laisse passer les rayons infra-rouges jusqu'à $\lambda = 2\mu$ ou $\lambda = 3\mu$.

Contrairement à ce qui a lieu pour les rayons ultra-violets, la photographie n'est pas ici la meilleure méthode d'observation. Les plaques photographiques ordinaires sont, comme on sait, insensibles aux rayons rouges ; un spectre photographié avec ces plaques ne s'étend que jusqu'au vert-bleu. Les plaques orthochromatiques du commerce sont sensibles au jaune et, plus faiblement, au vert ; enfin certaines plaques spéciales sont sensibles à l'orangé et même au rouge. On peut aussi obtenir des plaques sensibles à l'infra-rouge, et, en se servant de *sensibilisateurs* spéciaux, *Abney* a pu obtenir une impression dans l'infra-rouge jusqu'à $\lambda = 2\mu$. M. *Millochau* s'est servi de plaques légèrement voilées pour lesquelles les rayons infra-rouges diminuent le voile ; mais le spectre infra-rouge s'étudie surtout à l'aide de la phosphorescence, au moyen de la pile thermo-électrique, du bolomètre ou du radiomètre.

La méthode thermométrique, qui a été employée tout d'abord, ne se prête pas à des mesures très précises. Cette méthode consiste à faire tomber les rayons sur la surface d'un corps couvert de noir de fumée. Quand l'équilibre de température est atteint, l'élévation de température du corps noir peut servir de mesure à l'énergie rayonnante qu'il a reçu.

On explore donc l'étendue du spectre infra-rouge avec la boule noircie d'un thermomètre très sensible, ou plutôt on se servira de thermomètres différentiels, tels que les instruments appelés thermoscopes. Les indications du thermomètre en fonction de la déviation des rayons donnent une courbe où les minima correspondent aux lignes sombres que verrait un œil sensible aux rayons calorifiques.

La pile thermoélectrique, dont on se sert depuis *Melloni*, est un appareil infiniment plus sensible. Il se compose de deux petites tiges de métaux différents et soudées par une de leurs extrémités; les deux autres extrémités sont reliées à un galvanomètre. S'il se produit un échauffement ou un refroidissement de la soudure, un courant électrique prend naissance et produit une déviation du galvanomètre. On obtient des déviations plus sensibles en réunissant plusieurs éléments de piles semblables. On peut les disposer dans un même plan et aussi superposer les séries ainsi obtenues; on aura alors une pile de forme cubique dont un côté contiendra les soudures paires, et le côté opposé les soudures impaires. L'ensemble est placé au fond d'un cornet qui y concentre les rayons calorifiques que l'on veut mettre en évidence. La pile de Melloni comportait des éléments de bismuth et d'antimoine. Les piles de fer et de constantan dont on fait usage actuellement sont de beaucoup supérieures : leur sensibilité peut atteindre le millionième de degré. Pour donner une idée de cette sensibilité, nous dirons que le radio-micromètre de *Vernon-Boys* peut déceler un flux d'énergie rayonnante 150 000 fois plus petit que celui qui vient de la pleine lune.

Le Bolomètre, dont le principe a été imaginé en 1851 par *Svanberg*, est l'instrument le plus puissant que l'on ait encore construit pour observer les radiations calorifiques. Cet appareil utilise la propriété des conducteurs métalliques de changer de conductibilité suivant leur température.

Le Bolomètre se compose essentiellement d'un fil mince et noirci placé en dérivation sur le circuit d'une pile suivant la disposition connue, en électricité, sous le nom de *Pont de Wheatstone*. Si l'on fait tomber des rayons calorifiques sur le fil, sa conductibilité change, l'équilibre électrique est rompu, et il se produit un courant électrique que l'on observe par la déviation du galvanomètre.

En pratique, on prend une plaque de platine et une plaque d'argent dix fois plus épaisse, que l'on soude ensemble en les portant au rouge, puis qu'on lamine. On découpe la plaque de manière à lui donner la forme d'un fil replié sur lui-même, et ensuite on dissout l'argent avec de l'acide azotique. Ce procédé est analogue, comme on voit, à celui employé par Wollaston pour obtenir des fils métalliques très fins qui devaient remplacer les fils d'araignée dans les mesures micrométriques. La plaque mince de platine ainsi obtenue est recouverte de noir de fumée et sert à recevoir le flux des rayons calorifiques.

Le Bolomètre a surtout été employé par *Langley* pour étudier le spectre infra-rouge du Soleil. Il se servait de réseaux concaves et de prismes en sel gemme. La largeur de la bande de platine employée ne permet de reconnaître que les bandes d'absorption ou les groupes de lignes, mais non les raies fines isolées. La

sensibilité du Bolomètre atteindrait, d'après Langley, le millionième de degré.

Le radiomètre peut aussi servir à mesurer l'énergie rayonnante des rayons calorifiques. La forme primitive de cet instrument consistait, comme on sait, en un moulinet placé dans une ampoule où l'on faisait un vide assez complet sans toutefois être absolu. Les ailettes du moulinet sont noircies d'un côté et tournent quand elles sont exposées au Soleil. Il ne s'agit pas ici d'une répulsion causée par la lumière elle-même, comme cela a lieu dans le cas de la pression de radiation de Maxwell-Bartoli ; la rotation a pour cause uniquement la pression des gaz résiduels échauffés au contact des faces noircies des ailettes.

Pour observer l'intensité des rayons infra-rouges avec cet instrument, on déterminera la torsion qu'il faut donner au fil supportant le moulinet pour que celui-ci reste immobile malgré l'arrivée du flux d'énergie rayonnante. On peut aussi suspendre au même fil que le moulinet un petit miroir sur lequel on fera tomber un rayon lumineux ; la déviation de ce faisceau indiquera l'arrivée, sur la face noircie de l'ailette, des rayons calorifiques.

La phosphorescence a été très employée pour l'étude des rayons infra-rouges. Ces rayons ont, en effet, la propriété de détruire la phosphorescence de certains corps, produite, par exemple, par des rayons ultra-violets.

Le spectroscope de *Becquerel,* basé sur ce principe. comporte un prisme de sulfure de carbone à grande dispersion. Un système d'éclairage électrique permet de produire l'insolation des substances phosphorescentes ; ces substances sont contenues dans des cuves

en glace portant sur leur paroi une règle divisée pour repérer la position des raies.

8. **Spectrophotomètres.** — Le but de ces instruments est de comparer l'intensité d'une portion donnée du spectre d'une source lumineuse à l'intensité de la portion correspondante d'un spectre de comparaison. Pour obtenir ce résultat, on peut faire tomber sur une moitié de la fente l'image de la source étudiée donnée par un premier objectif; un petit prisme à réflexion totale, placé sur l'autre moitié de la fente, permet d'y projeter l'image de la source de comparaison obtenue au moyen d'un second objectif. On obtient ainsi deux spectres superposés séparés par une ligne noire qui est l'ombre de la base du prisme à réflexion totale, vue par la tranche. L'un des objectifs est muni d'un diaphragme dit « œil de chat », dont on fait varier l'ouverture pour égaliser l'intensité des deux portions correspondantes considérées dans les deux spectres. Un diaphragme placé dans le plan focal de l'oculaire permet d'isoler ces régions. Le rapport des intensités cherché est égal au rapport des carrés de l'ouverture du diaphragme et de celle du second objectif. Dans les *spectrophotomètres à polarisation,* les faisceaux émis par les deux sources à comparer sont polarisés à angle droit; un analyseur permet de ramener à l'égalité les parties correspondantes des deux spectres, de telle sorte que le rapport d'intensité est donné, au moyen d'une formule simple, par l'angle dont il faut tourner l'analyseur.

En Astronomie, on a affaire le plus souvent à des sources de lumière très faibles, ce qui rend difficile l'emploi des spectrophotomètres ordinaires. On peut

se contenter, dans ce cas, de faire passer les rayons de la source étudiée et de la source de comparaison au travers d'écrans colorés qui ne laissent passer que la portion du spectre considérée. L'étude de la spectrophotométrie se réduit alors à la comparaison photométrique simple des deux sources. Ce procédé a été employé par M. *Nordmann* pour étudier l'absorption de l'atmosphère dans les différentes parties des spectres stellaires, et aussi pour déterminer les courbes d'intensité des étoiles variables pour différentes couleurs, afin de mettre en évidence l'existence de la dispersion dans le vide. M. *Piltschikoff* s'est servi d'un procédé analogue pour étudier la polarisation atmosphérique au moyen d'un photopolarimètre de Cornu, devant lequel il plaçait successivement des verres ne laissant passer que la partie rouge ou la partie bleue du spectre.

9. **Spectropolarimètres.** — L'appareil de Piltschikoff dont nous venons de parler constitue donc ce qu'on pourrait appeler un spectropolarimètre, c'est-à-dire un instrument permettant de trouver la proportion de lumière polarisée des diverses radiations d'une source complexe. La spectropolarisation n'a donné lieu, en Astronomie, qu'à de très rares travaux. *Secchi* a observé au moyen d'un nicol un spectre cométaire afin de rechercher si le spectre de lignes brillantes ou au contraire le spectre continu était polarisé ; mais l'expérience de Secchi avait le défaut que le nicol était placé entre l'œil et le prisme et servait, par suite, à examiner une image déjà polarisée par son passage dans le prisme. En général, quand il s'agit de l'analyse spectrale d'un faisceau polarisé, l'analyseur doit être placé avant le

spectroscope comme l'a fait remarquer Lodge[1]; aussi la meilleure position du nicol est-elle devant la fente du spectroscope. *Wood* a fait des expériences de laboratoire sur la lumière d'une source intense diffusée sur les particules d'une flamme de gaz; il plaçait un nicol devant la fente du spectroscope de manière à laisser passer sans l'affaiblir la lumière diffusée, qui était polarisée, et à diminuer au contraire de moitié l'intensité de la lumière naturelle de la flamme de gaz; ce dispositif était proposé pour mettre en évidence la lumière diffusée dans la couronne solaire. Nous nous sommes servi, pour l'observation de l'éclipse de 1905, d'un nicol supprimant, au contraire, la lumière polarisée de la couronne, afin de diminuer l'intensité du spectre continu sur lequel se détachent les raies brillantes qui ne sont pas polarisées, et pour rechercher ainsi des radiations nouvelles d'origine coronale. La comparaison des spectres de la couronne observés d'une part directement et d'autre part au travers de nicols convenablement placés, ou donnés par des prismes de Wollaston, qui polarisent la lumière des deux faisceaux à angle droit, peut donner des résultats très intéressants.

Un des polariscopes les plus sensibles est le polariscope de Savart, qui donne, comme on sait, des bandes alternativement noires et brillantes quand la lumière est polarisée. *Wood* s'est servi de cet appareil pour vérifier visuellement que la lumière qui donne le spectre de lignes dans la couronne n'est pas polarisée : les bandes, visibles sur le fond continu, ne l'étaient pas sur les lignes brillantes.

[1] *The Electrician*, 1897.

L'étude de la polarisation des raies spectrales a encore permis à *Hale* de découvrir l'effet Zeeman dans les taches solaires, comme nous le verrons plus loin.

10. **Écrans colorés.** — Ces écrans, qui ne laissent passer qu'une couleur déterminée, c'est-à-dire une région du spectre, ont place dans un traité de spectroscopie, puisqu'ils servent, comme les spectroscopes, à analyser la lumière.

Appliqués à la couronne solaire par exemple, les écrans colorés permettraient, si la région du spectre qu'ils laissent passer était suffisamment étroite, d'isoler la lumière de la raie verte du coronium et, par suite, de remplacer le spectrohéliographe pour obtenir une image de la partie gazeuse de la couronne. En tout cas, les écrans colorés permettent de supprimer presque toutes les radiations étrangères en ne conservant que la région où se trouve une radiation monochromatique; ils peuvent donc servir à diminuer l'influence de la lumière diffuse, notamment dans les spectrohéliographes. Les écrans construits suivant les indications de M. *Monpillard* ont déjà rendu des services importants dans ce sens.

Les écrans colorés sont aussi utiles pour les observations d'une partie déterminée du spectre. Grâce à des écrans ne laissant passer que l'extrême-rouge et l'infra-rouge, M. *Stefanik* a pu ainsi dessiner le spectre infra-rouge jusqu'à $\lambda = 1\mu$. Les écrans ou les verres rouges sont aussi fréquemment employés pour l'observation des protubérances.

On peut encore se servir des écrans colorés pour supprimer les radiations monochromatiques d'une source en ne conservant qu'une région où le spectre

de cette source est seulement continu. Pour les protubérances solaires, par exemple, on peut supprimer la lumière monochromatique des gaz incandescents et obtenir ainsi des photographies directes représentant les particules en suspension dans la protubérance. Ce procédé a été employé pour la première fois en 1905 par M. *Deslandres*. Enfin les écrans colorés ont été employés pour photographier les images des nébuleuses données par les différents gaz dont elles sont formées.

ABRÉVIATIONS EMPLOYÉES

A. C. P. Annales de Chimie et de Physique.
A. J. The Astrophysical Journal.
A. N. Astronomische Nachrichten.
B. A. Bulletin astronomique.
C. R. Comptes rendus de l'Académie des Sciences.
J. P. Journal de Physique.
M. N. Monthly Notices of the R. Astr. Society.

BIBLIOGRAPHIE DU CHAPITRE I

Becquerel (E.). *A. C. P.*, X, (5), 1877, p. 5.
Cassie. *Phil. Mag.*, (6), III, 1902, p. 449.
Chwolson. *Traité de Physique*, trad. par Davaux, t. II, 2e fasc. Paris, 1906. Hermann. (Bibliographie.)
Cornu. *J. P.*, III, 1874, p. 108; VIII, 1879, p. 185; X, 1881, p. 425.
Deslandres. *C. R.*, CXLII, 1906, p. 741.
Fabry. *J. P.*, (4), III, 1904, p. 202.

Gramont (de). *C. R.*, CXXVIII, 1899, p. 1564.
Janssen. *C. R.*, LV, 1862, p. 576.
Kayser. *Handbuch der Spectroscopie*, t. I (Geschichte, Apparaten, Mess-methoden). Leipzig, 1902. Hirzel.
Monpillard. *C. R.*, CXLI, 1905, p. 31.
Nordmann. *B. A.*, XXVI, 1909, p. 158.
Piltschikoff. *C. R.*, CXV, 1892, p. 555.
Salet (G.). *Traité élémentaire d'analyse spectrale*, t. I, seul paru. Paris, 1888. Masson.
Salet (P.). *C. R.*, CXLI, 1905, p. 528.
Schellen. *Die spectralanalyse*, t. I. Braunschweig, 1883, Westermann.
Schellen. *Spectrum analysis*. London, 1872. Longmans.
Secchi. Voir Guillemin, *les Comètes*, p. 289. Paris, 1875. Hachette.
Soret. *J. P.*, III, 1874, p. 253.
Stefanik. *C. R.*, CXLII, 1906, p. 986 et 1569.
Thollon. *C. R.*, LXXXVI, 1878, p. 329 et 595; LXXXVIII, 1879, p. 80.
Wood. *A. J.*, XIII, 1901, p. 68.

CHAPITRE II

SPECTROSCOPES ASTRONOMIQUES OU TÉLÉSPECTROSCOPES. SPECTROSCOPES OCULAIRES. — RÉGLAGE ET MÉTHODES D'OBSERVATION.

Il y a plusieurs façons d'utiliser en Astronomie les spectroscopes variés que nous venons de passer en revue.

On peut s'en servir absolument comme d'appareils de laboratoire, c'est-à-dire les laisser fixes sur un plan horizontal et amener sur la fente du collimateur la lumière que l'on veut analyser. C'est de cette façon, en particulier, qu'ont été faites les recherches sur le spectre normal du Soleil. Les rayons lumineux de l'astre tombaient sur le miroir d'un héliostat de Silbermann, en général, qui les rendait horizontaux; ces rayons étaient dirigés sur la fente du spectroscope, soit directement, soit au moyen d'une lentille convexe ou d'une lentille cylindrique qui augmentaient l'intensité de la lumière reçue par la fente.

Dans ce cas, comme dans l'analyse spectrale des flammes employée par les chimistes, chaque point de la fente reçoit la lumière de tous les points de la source étudiée. Le spectre obtenu est donc identique dans

toute sa hauteur et correspond à l'ensemble des radiations émises par la source. On appelle parfois *spectroscope intégrant* un instrument ainsi disposé.

C'est en Astronomie que l'on a eu pour la première fois à distinguer les spectres fournis par les différentes parties d'un objet lumineux, par exemple les spectres du noyau et de la queue des comètes, ou ceux du Soleil, des protubérances et de la couronne. On a été amené ainsi à se servir d'une lentille collectrice, c'est-à-dire d'un objectif astronomique projetant sur la fente du spectroscope une image réelle de l'astre considéré. Dans ce cas, une portion déterminée de la fente donne un spectre qui correspond à la partie de l'astre qui s'y trouve projetée. Le spectre observé se compose donc de spectres différents superposés qui permettent d'analyser la lumière émise par les différents points de la source lumineuse. Le spectroscope prend alors le nom de *spectroscope analyseur*.

Si l'instrument est fixe, on disposera donc devant le collimateur un objectif astronomique, dont l'axe optique soit dans le prolongement du collimateur, de façon que l'image focale coïncide avec le plan de la fente. C'est le procédé le plus généralement employé pour étudier le spectre de la chromosphère ou de la couronne pendant les éclipses totales.

Par suite du mouvement diurne, l'image de l'astre se déplace dans le plan de la fente; on placera donc devant la lunette collimatrice horizontale un héliostat ou un sidérostat.

Le sidérostat de Foucault, souvent employé, maintient l'image immobile sur la fente; mais cette image tourne sur elle-même. Cet inconvénient, qui le rend

impropre à la photographie stellaire, n'a pas une grande importance en spectroscopie ; car pendant l'observation ou pendant le temps de pose photographique, le spectre obtenu correspondra toujours à des points très voisins de l'astre étudié. Le sidérostat de Foucault a aussi l'inconvénient de ne pouvoir servir que pour une partie du ciel, ce qui est encore indifférent, si on l'emploie uniquement à l'observation du Soleil.

Le sidérostat polaire, aussi fréquemment employé, n'envoie pas les rayons horizontalement, mais bien parallèlement à la direction de l'axe de la Terre.

Il n'y a qu'un moyen d'obtenir, avec un miroir, une image de l'astre qui soit à la fois immobile et qui ne tourne pas dans son plan : c'est de placer le miroir et son axe de rotation parallèlement à la direction de l'axe de la Terre et de leur imprimer une vitesse de rotation égale à la moitié de celle de la rotation diurne. C'est sur ce principe qu'est construit l'instrument appelé *cœlostat*. Dans ce cas, la lunette collimatrice est horizontale; mais sa position varie suivant la déclinaison de l'astre observé.

Tous ces dispositifs ont l'avantage de laisser le spectroscope fixe, ce qui est utile notamment dans l'observation des éclipses où l'on fait plusieurs poses photographiques de suite, et où il faut éviter que les mouvements produits par le changement des plaques ne dérangent la coïncidence de l'image et de la fente.

Cette disposition des instruments comportant une lentille collectrice et un spectroscope ne diffère d'ailleurs pas essentiellement des spectroscopes oculaires

que nous allons étudier, et leur disposition ainsi que leurs réglages seront absolument semblables.

11. **Spectroscopes oculaires. Spectroscopes sans fente.** — Pour maintenir l'image de l'astre observé immobile et sans mouvement de rotation dans le plan de la fente, le procédé le plus simple consiste à fixer le spectroscope à l'oculaire d'une lunette équatoriale entraînée par un mouvement d'horlogerie. L'instrument prend alors le nom de *spectroscope oculaire*. Ce dispositif est surtout employé pour l'observation des astres faibles. Dans ce cas, en effet, on est amené à se servir de lunettes de grande ouverture et de spectroscopes assez petits.

L'intensité de l'image d'une étoile est, comme on sait, proportionnelle au carré du diamètre de l'objectif. S'il s'agit d'un astre à diamètre sensible, comme une planète ou une comète, l'intensité de la lumière reçue par une portion déterminée de la fente ne sera pas augmentée, il est vrai, par un agrandissement de la lentille collectrice, si sa longueur focale est augmentée dans les mêmes proportions; mais on aura l'avantage d'avoir une image focale plus grande et, par suite, un spectre plus large où l'on pourra voir plus facilement les détails. Le cas est donc tout opposé à celui du Soleil, où l'on a une quantité de lumière considérable qui permet de se servir de spectroscopes extrêmement puissants, tandis que la lentille collectrice peut être de petite dimension.

Les spectroscopes oculaires ont des inconvénients qu'il est à peine besoin d'indiquer. La moindre secousse, la plus petite irrégularité du mouvement d'horlogerie feront cesser la coïncidence de l'image stellaire et de

la fente; l'instrument sera soumis à des conditions d'équilibrage très minutieuses; il pourra subir des torsions nuisibles, etc.

Pourtant ce dispositif est celui qui a été le plus employé pour l'observation des spectres stellaires et, bien que chronologiquement le prisme objectif ait été utilisé avant lui, c'est surtout le spectroscope à vision directe oculaire qui a fait avancer autrefois nos connaissances dans cette branche de la science.

Le spectroscope oculaire primitif à vision directe ne comporte pas de fente et se compose essentiellement d'un prisme d'Amici et d'un système de lentilles convexes et cylindriques placées dans le prolongement de l'axe optique. Ce système, qui n'est applicable qu'aux étoiles, donne, surtout avec de faibles dispersions, des spectres lumineux très nets; mais on ne peut s'en servir pour faire des mesures exactes de longueur d'onde, et cet instrument a été surtout employé pour reconnaître visuellement les caractères des spectres stellaires, pour ranger les étoiles en un certain nombre de classes et pour étudier la distribution de ces classes d'étoiles dans les différentes parties du ciel.

Ce sont surtout des raisons de commodité qui ont fait préférer d'abord le spectroscope à vision directe au spectroscope du type Kirchhoff et Bunsen, ou angulaire. Il est incommode de regarder de côté dans l'oculaire d'une lunette astronomique, et bien souvent les manettes, les vis de mouvements lents, etc., rendraient cette position tout à fait impossible. Le choix du spectroscope à vision directe était aussi dicté par des considérations théoriques.

On sait que les rayons partis d'un point et qui viennent

traverser un prisme ne donnent plus, après leur passage dans une lentille, une image unique, mais bien une petite ligne; autrement dit, le prisme est un appareil doué d'astigmatisme, à moins toutefois que les rayons ne forment un faisceau parallèle pendant leur passage dans le prisme.

Or, dans la disposition primitive donnée au prisme à vision directe, il était loin d'en être ainsi. Les rayons venant de l'objectif rencontraient tout d'abord le prisme, et par suite l'abordaient en formant un faisceau très sensiblement convergent. Dans ces conditions, il y avait avantage à se servir de prismes à vision directe parce que, pour les rayons non déviés, cet instrument peut être considéré pratiquement comme donnant des images dépourvues d'astigmatisme.

Spectroscope simple de Secchi. — Ce spectroscope

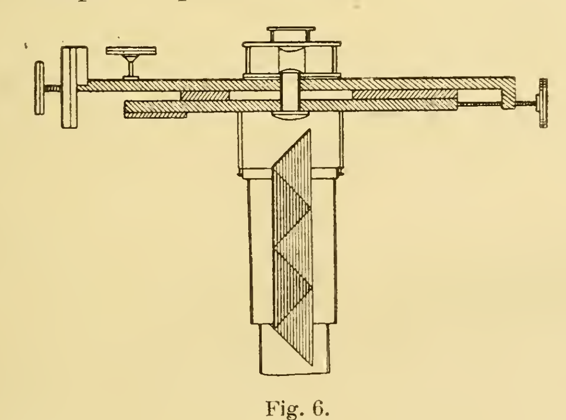


Fig. 6.

(fig. 6) est un des premiers que l'on ait construit pour l'analyse spectrale des étoiles. Il se compose d'un prisme à vision directe formé de cinq parties, inter-

calé entre l'objectif et le foyer et tout près de ce dernier. Après leur passage au travers du prisme, les rayons rencontrent une lentille cylindrique dont l'axe est perpendiculaire au plan de dispersion du prisme. Cette lentille est placée tout près du prisme et à 2 ou 3 centimètres du plan focal commun de l'objectif et de l'oculaire. On regarde le spectre élargi par la lentille cylindrique, au moyen d'un oculaire simple positif. Un micromètre placé dans le plan focal permet de repérer les positions relatives des raies spectrales. Ce spectroscope, très lumineux, a l'inconvénient que les défauts de construction du prisme et de la lentille cylindrique produisent des défauts correspondant dans l'image focale des raies du spectre, défauts qui sont augmentés ensuite par le grossissement de l'oculaire. Aussi Secchi proposa-t-il d'employer seulement un oculaire cylindrique et de supprimer la première lentille cylindrique.

Spectroscopes de Vogel et de Zöllner. — *Camphausen* a imaginé un dispositif permettant de perfectionner le spectroscope de Secchi; ce dispositif a été utilisé d'abord par *Vogel*. Il consiste à placer une lentille sphérique convexe après le plan focal, par rapport à l'objectif, de manière que l'image focale stellaire réelle soit transformée en une image virtuelle placée à la distance de vision distincte. On place ensuite le prisme à vision directe, puis une lentille cylindrique dont l'axe principal est perpendiculaire à l'arête du prisme pour élargir le spectre.

En somme, on a une lunette astronomique complète, formée par l'objectif et par la lentille sphérique. Cette lunette astronomique est mise au point comme pour

une observation ordinaire, et, entre l'œil et l'oculaire, se trouve placé le prisme à vision directe. Ce système est donc très pratique, parce qu'il permet d'utiliser sans modification les lunettes existantes; il suffit de faire une sorte de bonnette contenant le prisme et pouvant se placer sur l'oculaire. Ce dispositif a encore un avantage qui est capital: le faisceau lumineux, à son passage dans le prisme, est extrêmement étroit. Le diamètre de l'anneau oculaire est égal, en effet, au quotient du diamètre de l'objectif par le grossissement; il ne dépasse donc pas $0^{mm},7$ environ pour un grossissement moyen, c'est-à-dire proportionné à l'ouverture de l'objectif; on pourra donc se servir de prismes de petites dimensions et, par suite, peu coûteux et faciles à obtenir de bonne qualité. Enfin, ce dispositif est très commode, parce qu'il permet de trouver l'étoile avec l'oculaire, puis de l'examiner au spectroscope. Comparé au prisme objectif, cet appareil présente donc de nombreux avantages.

Un système tout à fait analogue consiste à placer la lentille cylindrique en avant et non en arrière du prisme à vision directe, c'est-à-dire entre celui-ci et l'oculaire. Tel est le spectroscope de *Zöllner* (fig. 7). Pour observer un spectre stellaire, on enlève d'abord le prisme en laissant la lentille cylindrique, et l'on fait la mise au point, de manière à voir une ligne lumineuse bien nette. On place ensuite le prisme à

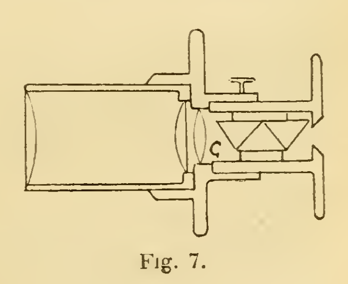


Fig. 7.

vision directe, en ayant soin de mettre son arête parallèle à la fente apparente formée par l'image linéaire de l'étoile. Pour cela, le prisme à vision directe est monté dans un tube qu'une vis de pression fixe dans la position convenable.

12. **Spectroscopes à vision directe avec fente.** — Quand on n'a pas affaire à des étoiles, on est obligé de se servir, comme pour l'analyse spectrale ordinaire, d'une fente pour obtenir des raies spectrales



Fig. 8.

nettes. La disposition la plus simple consiste à placer un spectroscope à vision directe, semblable à ceux que nous avons décrits au chapitre précédent, dans le prolongement de l'axe de la lunette, la fente se trouvant dans le plan focal de l'objectif. Le spectroscope de *Merz* était construit d'après ce principe. Un pareil instrument peut servir à mesurer les positions des raies spectrales. On peut en effet faire tomber sur la moitié de la fente la lumière d'une source de comparaison, au moyen d'un petit prisme à réflexion totale.

Le spectroscope de *Secchi* (fig. 8) était du même type; il comportait une lentille cylindrique placée entre l'objectif et la fente et près de celle-ci. Lorsqu'on place ainsi une lentille cylindrique près du foyer d'une lentille sphérique, il se forme deux foyers

linéaires séparés, placés à des distances différentes de l'objectif. Le fait est aisé à concevoir sans faire intervenir la théorie des lentilles. Le premier foyer, en effet, est donné par la lentille cylindrique, c'est-à-dire qu'il est formé par les rayons compris dans des plans passant par une perpendiculaire à ses génératrices; tous ces rayons convergent et vont se couper suivant une ligne parallèle aux génératrices, qui est la première ligne focale. Le second foyer se trouve au foyer même de l'objectif. Il est formé par les rayons situés dans des plans parallèles aux génératrices; ces rayons traversent la lentille cylindrique comme une lame à faces parallèles, et par suite ne sont pas déviés; ils convergent et vont se couper suivant une ligne perpendiculaire aux génératrices, qui est la seconde ligne focale. Une étoile donnera donc deux lignes focales brillantes rectangulaires. On se sert généralement de la seconde ligne que l'on fait coïncider avec la fente; on a ainsi un spectre élargi où, par suite, on peut distinguer des détails.

Secchi employait un petit miroir incliné à 45° et placé devant la fente; une partie de ce miroir, étant argentée, permettait d'amener sur la fente la lumière de la source de comparaison. La lunette d'observation pouvait tourner autour d'un axe parallèle aux arêtes des prismes, et cette rotation était mesurée directement au moyen d'un cercle divisé.

Le spectroscope de *Cornu* comportait un système de lentilles amplifiant, c'est-à-dire permettant d'augmenter le diamètre de l'image projetée sur la fente.

Spectroscope de Vogel. — Ce spectroscope présente la particularité que la fente n'est pas au foyer du col-

limateur. Nous avons fait remarquer qu'un spectroscope, si on enlève le prisme, est formé d'un système de lentilles permettant de voir nettement une image de la fente. Le prisme peut être placé en un point quelconque du trajet des rayons lumineux, et ce n'est que pour avoir des images sans astigmatisme qu'on le met entre la lentille d'un collimateur et l'objectif d'une lunette. Nous avons dit aussi que l'astigmatisme est bien moins sensible dans le prisme à vision directe, ce qui explique l'emploi du dispositif dont nous venons de parler.

La fente se trouve donc entre la lentille du collimateur et son foyer ; l'image virtuelle ainsi formée est vue au travers d'un prisme d'Amici et grossie simplement au moyen d'une loupe. Quand on observe les étoiles, on peut enlever la fente, qui est fixée au collimateur par une monture à baïonnette, on place ensuite une lentille cylindrique devant l'oculaire, et l'on a un spectroscope oculaire identique au spectroscope sans fente de Vogel que nous avons décrit plus haut.

Le spectroscope de Vogel est analogue, comme on le voit, aux petits spectroscopes de poche construits notamment par *Browning*, et qui ne comportent qu'un prisme, une fente et deux lentilles, ou même seulement une seule lentille qui forme une loupe, avec laquelle on observe une image virtuelle de la fente.

Dans le spectroscope de *Mac-Clean*, la lentille du collimateur est remplacée par une lentille cylindrique.

Spectroscope de Christie. — Ce spectroscope est du type des spectroscopes oculaires à vision directe, mais il offre cette particularité que le prisme a une de ses

faces (celle par où pénètrent les rayons lumineux) perpendiculaire à l'axe optique. Ce prisme est donc, en somme, identique à un prisme d'Amici qu'on aurait coupé en son milieu, perpendiculairement à la marche des rayons, d'où son nom de *half-prism* sous lequel on le désignait à Greenwich, où il a été surtout employé. Dans un pareil prisme, le faisceau est condensé, comme il est facile de s'en rendre compte, et l'appareil agit comme une lentille cylindrique. *Christie*[1] a fait une étude détaillée de ces systèmes de prismes et en a vanté les avantages ; *Scheiner*[2], au contraire, a vivement critiqué ce dispositif, faisant remarquer que le demi-prisme donne bien un agrandissement du spectre, mais en même temps un agrandissement de l'image de la fente, et que par suite ce fait ne peut être considéré comme un avantage ou une augmentation du pouvoir séparateur. On n'obtient ainsi qu'un spectre de petites dimensions exagérément grossi et présentant les défauts d'un objet regardé avec un oculaire trop puissant. Il est facile de voir, d'ailleurs, qu'un demi-prisme donne toujours un peu moins de la moitié de la dispersion d'un prisme d'Amici complet ; de plus, par suite de la sortie très oblique des rayons que l'on est obligé d'adopter pour avoir une dispersion suffisante, toutes les imperfections de la surface du prisme influent sur la qualité des images.

Pourtant le demi-prisme a été employé à Greenwich pour les recherches les plus délicates. On plaçait alors plusieurs de ces prismes l'un derrière l'autre, leurs faces perpendiculaires étant tournées vers l'objectif. On

[1] *Proceedings of the Royal Society*, XXVI, 1877, p. 23.
[2] *Spectralanalyse der Gestirne*, p. 93.

peut, au contraire, retourner ces appareils, de manière à faire entrer les rayons par leur face oblique. Dans ces conditions, on aura au contraire un spectre très petit, mais très pur; mais on aura toujours les inconvénients résultant de l'incidence trop rasante des rayons sur la face oblique.

13. **Spectroscopes angulaires.** — Les spectroscopes à vision directe que nous venons d'examiner ont

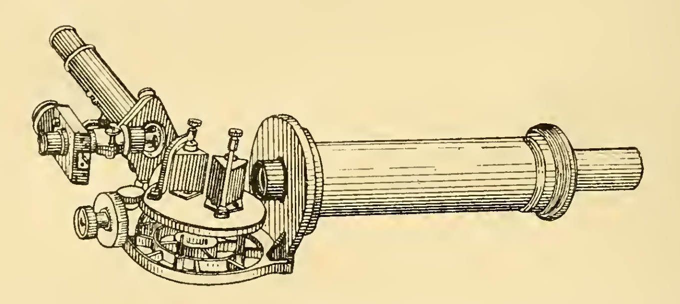


Fig. 9.

été remplacés par les spectroscopes angulaires lorsque, les premières découvertes étant faites, il s'est agi d'apporter dans les mesures de longueur d'onde toute la précision possible.

Un des premiers spectroscopes construit d'après ces principes est le spectroscope d'*Huggins* (fig. 9). C'est un instrument identique à un spectroscope de laboratoire placé dans le prolongement de l'axe optique d'une lunette astronomique au moyen d'un tube qui se fixe à la place de l'oculaire. Un second tube, muni d'une lentille cylindrique, glisse dans ce tube et sert, comme dans le spectroscope à vision directe de Secchi, à former sur la fente une image linéaire de l'étoile. La fente est placée au foyer d'une lentille

convexe achromatique, formant ainsi un petit collimateur concentrique aux tubes extérieurs. Le faisceau lumineux traverse ensuite deux prismes en flint-glass lourd et tombe sur l'objectif de la lunette d'observation ; cette lunette est mobile autour d'un axe parallèle aux arètes des prismes et munie d'une vis micrométrique qui sert à mesurer l'écartement des raies des spectres. La lumière de la source de comparaison est amenée dans l'instrument au moyen d'un petit prisme à réflexion totale placé sur la moitié de la fente. Le spectroscope était monté au foyer d'une lunette de 8 pouces d'ouverture.

Lamont s'était déjà servi d'un prisme angulaire pour obtenir les spectres des étoiles, mais il n'employait pas de fente et faisait tomber directement sur le prisme le faisceau convergent venant de l'objectif. Dans ces conditions, comme nous l'avons dit, le prisme à vision directe offre de grands avantages, et les recherches de Lamont avaient été abandonnées quand Janssen et Secchi commencèrent à se servir de ce dernier instrument.

En 1860, *Donati*, à Florence, avait réalisé la combinaison d'un spectroscope ordinaire et d'une lunette astronomique. Il avait monté parallactiquement une grande lentille achromatique de 41 centimètres d'ouverture, et disposé au foyer un spectroscope muni d'un seul prisme. La particularité de cet appareil consistait en ce qu'il ne possédait pas de fente, mais seulement une lentille cylindrique placée entre l'objectif de la lunette et son foyer. Cette lentille, comme nous l'avons vu, donne une image linéaire de l'étoile, et c'est cette ligne que Donati utilisait comme source de

lumière. Pourtant ce procédé n'empêchait pas la lumière diffuse du ciel de pénétrer dans l'instrument et de gêner l'observation du spectre; aussi avait-on conservé au foyer de l'objectif un diaphragme suffisamment étroit.

Ce spectroscope comportait déjà le mouvement de rotation de la lunette d'observation autour du prisme, pour l'exploration des différentes parties du spectre et la mesure des longueurs d'onde, ainsi qu'un micromètre oculaire pour les mesures différentielles des positions des raies.

Spectroscopes astronomiques modernes. — Les spectroscopes du type de celui d'Huggins ont été très employés par la suite ; c'est à cette catégorie qu'appartiennent les grands spectroscopes montés sur les instruments des observatoires américains. Lick, Yerkes, etc.

Lorsqu'on fait des mesures très précises de position de raies pour observer les effets du principe de Doppler-Fizeau, il faut, comme nous l'avons dit, maintenir tout le spectroscope à une température aussi constante que possible, et pour cela on est conduit à l'envelopper dans des enveloppes contenant des matières peu conductrices de la chaleur. C'est ce qui a lieu pour le spectrographe de Mills, qui est employé spécialement à cet usage à l'observatoire Lick. Cet instrument est monté sur la grande lunette de trente-six pouces d'ouverture ; il est formé d'un collimateur de un pouce et demi d'ouverture et de vingt-huit pouces et demi de longueur focale ; la chambre photographique est parallèle à ce collimateur ; les prismes sont au nombre de trois.

Spectroscopes composés. — Avant de quitter ce sujet, nous devons signaler qu'on peut combiner les spectro-

scopes angulaires et les spectroscopes à vision directe. Ce dispositif a été employé notamment par *Secchi*, à l'observatoire du Collège romain. L'appareil est tout à fait analogue au spectroscope angulaire; mais les rayons, après avoir passé dans deux prismes placés angulairement, pénètrent dans un tube qui contient un prisme à vision directe ; dans le prolongement se trouve un tube plus étroit formant la lunette d'observation.

Spectroscope à réversion. — Cet appareil, dû à Zöllner, est destiné à mettre en évidence les faibles déplacements de raies dus à l'effet du principe de Doppler-Fizeau. Un dispositif de prismes et des lentilles donne deux spectres accolés mais dont les couleurs sont disposées en sens inverse. Une lunette, dont l'objectif est partagé en deux parties, comme cela a lieu dans l'héliomètre, permet d'amener en coïncidence deux raies correspondantes de ces deux spectres. La coïncidence sera détruite si l'on observe un astre ayant un mouvement radial sensible, et l'écart sera double de celui qu'on aurait eu par la méthode ordinaire.

14. **Réglage des spectroscopes astronomiques.** — La combinaison d'un spectroscope et d'une lunette astronomique donne lieu à certaines règles de construction et de réglage que nous allons rapidement passer en revue.

1° La fente du collimateur doit se trouver exactement dans le plan focal de l'objectif : cette condition est dictée tout d'abord par le fait que c'est en ce point que le cône de rayons qui forme l'image stellaire est le plus étroit. On sait qu'un objectif, même supposé parfait, ne donne pas une image infiniment petite d'une étoile dont le diamètre apparent est pourtant

insensible. L'image d'un point lumineux donnée par un objectif n'est pas un point, comme le voudraient les lois de l'optique géométrique, mais un disque lumineux de diamètre apparent sensible et entouré d'anneaux alternativement clairs et obscurs. Le diamètre angulaire du disque central est inversement proportionnel à l'ouverture de l'objectif. Pour un instrument de 3 mètres de longueur focale et de 30 centimètres d'ouverture, le diamètre du disque est de $0'',7$, c'est-à-dire de $0^{mm},01$ compté dans le plan focal.

En général, ce diamètre est donné par la formule

$$d = \frac{n\lambda}{\pi} \times \frac{F}{R},$$

où F représente la longueur focale, R le rayon de l'objectif, λ la longueur d'onde moyenne et n une constante qui vaut à peu près 3 pour le bord du disque et 3.8 pour le milieu du premier anneau obscur. Il sera facile, au moyen de cette formule, de se rendre compte de la largeur de l'image stellaire au foyer d'un instrument donné et de la largeur qu'il faut donner à la fente si l'on ne veut pas perdre de lumière.

On sait qu'un objectif n'est jamais achromatique pour toutes les couleurs, mais seulement pour deux d'entre elles en général ; c'est-à-dire que, pour deux longueurs d'onde déterminées seulement, le point où le faisceau de lumière est le plus étroit se trouve à la même distance de l'objectif. Il en résulte que la mise au foyer de la fente du spectroscope astronomique devra être faite spécialement pour chaque région du spectre que l'on étudie. On pourrait remarquer qu'il en est absolument de même pour le collimateur, dont la

lentille n'a pas la même distance focale pour toutes les couleurs du spectre, et qu'il faudrait, par suite, déplacer la fente dans le coulant qui la fixe au collimateur, suivant la région du spectre. Mais, comme nous l'avons dit, on ne cherche à rendre les rayons parallèles pendant leur passage dans le prisme que pour avoir des spectres exempts d'astigmatisme ; une aussi petite erreur sur le parallélisme du faisceau est insensible pratiquement sur la qualité des images.

Pour la mise au foyer de la fente du spectroscope, au contraire, elle doit être faite avec beaucoup de soin pour chaque couleur, parce que si l'on s'éloigne même légèrement du foyer, le faisceau lumineux sera moins étroit et, par suite, on perdra de l'intensité du spectre stellaire.

Pour nous rendre compte de la précision avec laquelle on peut faire cette mise au foyer et des inconvénients produits par une erreur de réglage, considérons ce qui se passe lorsqu'on fait la mise au foyer des fils réticulaires d'une lunette astronomique. Cette coïncidence du plan des fils et du plan focal s'obtenant par une mise au point se fait avec l'inexactitude que comporte toujours cette opération. Si l'on effectue une série de mises au point successives avec un oculaire à crémaillère dont on mesure les déplacements au moyen d'un vernier, on trouve que les écarts peuvent atteindre, pour un équatorial de dimensions moyennes, plusieurs dixièmes de millimètre. Si l'on tient compte de l'influence des variations de température, il ne semble pas qu'on puisse compter que la coïncidence cherchée ait lieu à moins de trois ou quatre dixièmes de millimètre. La mise au foyer de la fente d'un spectroscope se fera toujours avec une précision

plus faible que celle d'un micromètre où l'on examine l'image de l'étoile et celle des fils avec un oculaire puissant. Considérons maintenant l'image d'une étoile dans le plan focal. Les rayons venant de l'objectif et passant par ce point sont compris dans un cône dont l'axe est perpendiculaire au plan focal et dont l'ouverture dépend de la clarté de l'objectif, c'est-à-dire vaut, suivant les instruments, de 3° à 4° ; on en déduit aisément qu'une erreur, dansla mise au foyer, inférieure à un demi-millimètre, a pour effet de tripler la largeur de l'image de l'étoile projetée sur la fente, et par suite de rendre son intensité beaucoup moins considérable.

S'il s'agit non plus de l'image d'une étoile, mais d'un astre de diamètre apparent sensible tel qu'une planète ou une comète, les erreurs de mise au foyer n'auront plus la même importance ; mais il faudra toujours que la coïncidence soit assez exacte pour que l'image projetée soit bien nette et que, par suite, les différents spectres juxtaposés que l'on obtient correspondent bien aux diverses régions de l'astre traversées par la fente.

La mise au foyer doit être faite exactement pour chaque couleur étudiée pour une autre raison.

La théorie des spectroscopes est établie en supposant que les rayons partent de la fente considérée comme un objet lumineux, et c'est en effet ce qui a lieu quand on éclaire, par exemple, la fente avec une flamme. Dans ce cas, de chacun des points de la fente part un faisceau de rayons divergents qui sont rendus parallèles par la lentille du collimateur. Au contraire, dans le spectroscope sidéral, on a affaire à un pinceau étroit et conique des rayons. Comme il est très difficile de

maintenir une image stellaire large d'une demi-seconde sur une fente aussi étroite qu'elle, on se servira généralement d'une fente plus large. Dans ce cas, il pourra se faire, si la mise au foyer n'est pas exacte, que le sommet du pinceau conique, ou plutôt l'endroit où ce pinceau est le plus étroit, soit éloigné du plan de la fente, et cela sans qu'on en soit averti par une diminution de l'intensité du spectre, puisqu'en raison de la largeur de la fente tous les rayons pénètrent encore dans l'instrument.

Dans ce cas, ce n'est pas la fente qu'on est en droit de considérer comme un objet lumineux, mais bien l'image de l'étoile, c'est-à-dire le sommet du cône formé par les rayons lumineux. Comme ce point peut être écarté du plan de la fente d'une distance de l'ordre du millimètre, et que le collimateur est généralement assez court, il en résultera un manque de parallélisme des rayons sortant du collimateur très sensible et qui pourra nuire à la qualité des images obtenues. De plus, nous verrons plus loin que ce défaut de réglage peut entraîner de graves erreurs quand on compare le spectre à celui d'une source de comparaison.

Ces erreurs, très importantes si la fente est largement ouverte, auront d'autant moins d'effet que la fente sera plus fine, parce qu'une différence sensible dans la mise au foyer se traduira alors par une diminution apparente de la clarté du spectre.

On voit donc que la coïncidence de la fente et du plan focal doit être faite aussi exactement que possible ; on doit notamment tenir compte de la température, qui peut faire changer la distance focale de plusieurs millimètres.

Au point de vue pratique, on pourra diriger l'instrument sur le bord du soleil, de façon que la fente se présente radialement et soit coupée par le bord de l'astre en deux parties égales. On verra alors dans le spectroscope deux spectres superposés : l'un intense, correspondant au soleil; l'autre beaucoup plus faible, venant de l'atmosphère éclairée près du bord de l'astre. La mise au point du spectroscope aura été faite auparavant avec toute la précision possible et la fente réduite à sa plus petite largeur. On n'aura alors qu'à avancer et à reculer tout le spectroscope de manière à ce que la ligne de démarcation qui sépare les deux spectres contigus soit aussi nette que possible.

On peut aussi faire la mise au foyer avec une étoile brillante. On commencera par régler la mise au point du spectroscope très exactement pour la couleur considérée; puis on ouvrira largement la fente de manière que ce soit, comme nous l'avons vu, l'image focale de l'étoile qui serve d'objet lumineux. On aura eu soin d'enlever la lentille cylindrique qui élargit le spectre; dans ces conditions, la meilleure position du spectroscope correspond évidemment à celle pour laquelle le spectre stellaire est aussi mince que possible.

On notera, au moyen d'une échelle divisée, la position du spectroscope pour les différentes régions du spectre. On aura ainsi une série de valeurs de la mise au foyer qui correspondront à la température à laquelle a été faite l'opération. Si l'on fait plusieurs déterminations de la mise au foyer à des températures différentes, on pourra construire des courbes ou une table à double entrée, qui donnera dans tous les cas la valeur cherchée.

2° Les distances focales du collimateur et de la lunette, ainsi que leur ouverture, doivent répondre à un certain nombre de conditions. Il est facile de comprendre que, si on augmente la distance focale du collimateur, la largeur apparente de la fente vue dans la lunette devient de plus en plus petite, et que, par suite, la puissance ou le pouvoir séparateur du spectroscope se trouve augmenté. Mais, en même temps, il faut augmenter naturellement le diamètre de la lentille du collimateur, pour qu'elle reçoive tout le faisceau de lumière venant de l'objectif. Cela revient à dire que le rapport du diamètre de la lentille du collimateur à sa distance focale, c'est-à-dire sa clarté, doit être au moins égale à celle de l'objectif. Le mieux sera donc de prendre un collimateur de même clarté que la lunette employée.

Pour ce qui est du rapport de l'ouverture de la lunette d'observation à sa distance focale, on prend d'habitude, comme dans les spectroscopes de laboratoire, une ouverture et une distance focale égales à celles du collimateur.

Pourtant si l'on considère un spectrographe, la clarté de la chambre photographique sera déterminée parfois par d'autres considérations et pourra être, dans certains cas, très différente de celle de l'objectif et du collimateur. Il pourra être avantageux, par exemple, de prendre une chambre à court foyer, ce qui diminue naturellement les dimensions du spectre, mais le rend aussi plus lumineux. Le diamètre de l'objectif de la chambre photographique ne peut pas être plus petit que celui du collimateur, et par suite, si l'on diminue la distance focale de la chambre, les images deviendront de plus en plus mauvaises, par suite des erreurs

dues à l'aberration de sphéricité et à l'aberration chromatique qui augmentent d'importance avec la clarté de la lentille.

Il n'y a donc pas de raison, *à priori,* pour diminuer ainsi les dimensions du spectre, et il semblerait plus naturel d'augmenter suffisamment le temps de pose. Mais précisément en Astronomie, notamment pour les observations d'éclipses totales de Soleil, on ne dispose que d'un temps limité; aussi est-on obligé d'augmenter la clarté de la chambre photographique pour obtenir une impression des spectres peu intenses, qui autrement ne laisseraient aucune trace sur la plaque. On pourrait se demander pourquoi on n'augmente que la clarté de la chambre photographique et non celle du collimateur et de la lunette. Il y a à cela deux raisons : la première tient à ce que les objectifs astronomiques dont on se sert ne sont pas construits pour des observations de spectres faibles et ont une clarté assez faible; la clarté du collimateur devant être égale à celle de l'objectif est donc toujours déterminée. La seconde raison est théorique : il est facile de voir que si l'on augmente la clarté du collimateur, son diamètre devant rester égal à celui de l'objectif de la chambre, les dimensions du spectre sont augmentées de telle sorte que l'on ne gagne rien sur son intensité par unité de surface, mais seulement sur sa largeur.

Pour voir avec plus de détails les relations qui doivent exister entre les clartés et les longueurs focales des diverses lentilles, désignons par D le diamètre de l'objectif, par L sa distance focale, par d et l les quantités analogues correspondant au collimateur et par d et l' celles correspondant à la chambre photogra-

phique. Soit α le diamètre apparent de l'astre observé; l'image focale donnée par l'objectif aura pour dimension αL, et son éclat par unité de surface sera proportionnel à $\frac{D^2}{L^2}$. La fente découpera donc dans cette image focale un rectangle de longueur αL et d'éclat $\beta \frac{D^2}{L^2}$. L'image supposée monochromatique de ce rectangle, donnée sur la plaque photographique par la lentille du collimateur et celle de la chambre, aura pour dimension $\alpha L \frac{l'}{l}$ et pour éclat :

$$I = \beta \frac{D^2}{L^2} \frac{l^2}{l'^2}.$$

Remarquons qu'il faut que l'on ait, comme nous l'avons dit :

$$\frac{D}{L} = \frac{d}{l};$$

on peut donc écrire :

$$I = \beta \frac{d^2}{l'^2}.$$

Cette formule montre que l'éclat de l'image photographique ne dépend que de la clarté de la chambre, en supposant, bien entendu, que l'image est monochromatique et qu'on ne tient pas compte des pertes de lumière par réflexion sur les prismes.

Mais il y a une seconde condition à remplir. L'astre observé a généralement un faible diamètre, et il faut pourtant obtenir un spectre d'une certaine largeur pour y distinguer les raies et aussi pour montrer les différences qu'il peut présenter dans le sens de sa largeur.

Il faut donc augmenter autant que possible la valeur de $\alpha L \frac{l'}{l}$ sans toutefois diminuer le rapport $\frac{d}{l'}$. On peut écrire le premier rapport $\alpha \frac{L}{D} \frac{d}{l} \frac{l'}{d} D$, et l'on voit que, puisqu'on ne peut augmenter les premiers facteurs, on doit prendre D aussi grand que possible, c'est-à-dire se servir d'une lunette astronomique de grande ouverture.

On peut se rendre compte de l'influence de la clarté de la chambre photographique, en considérant le système formé par l'objectif et le collimateur comme une lunette astronomique complète qui donne une image virtuelle et rejetée à l'infini de l'astre observé. La fente découpe dans cette image virtuelle un rectangle, et c'est ce rectangle, si la lumière est monochromatique, que l'on photographie. Or on sait que l'éclat de l'image dans une lunette ne peut jamais dépasser son éclat vu à l'œil nu; de même, l'éclat de l'image dans la chambre photographique est au plus égal à celui qu'on aurait en photographiant directement la source sans la lunette astronomique. Soit en effet A la quantité de lumière envoyée par la source sur 1 centimètre carré; la quantité de lumière reçue directement par la chambre photographique serait $\pi d^2 A$, qui se répartit sur une surface s. L'unité de surface de la plaque reçoit donc une quantité $q = \frac{\pi d^2 A}{s}$. Placée derrière la lunette astronomique, la plaque recevra par unité de surface $Q = \frac{\pi D^2 A}{s \times G^2}$, G étant le grossissement qui est égal au quotient du

diamètre de l'objectif par celui de l'anneau oculaire δ, on en tire $\frac{Q}{q} = \frac{\delta^2}{d^2}$, rapport qui vaudra au plus 1, car d ne devra pas être inférieur à δ pour recueillir tout le faisceau lumineux. On voit donc que, pour augmenter l'éclat de l'image photographique, il faut et il suffit d'augmenter la clarté de la chambre.

3° Lorsqu'on a affaire à un spectroscope monté sur un équatorial, il y a évidemment avantage à placer la fente parallèle à la direction du mouvement diurne. On sait, en effet, que l'équatorial est bien plus stable en déclinaison qu'en ascension droite, car les petites irrégularités du mouvement d'horlogerie empêchent la lunette de suivre rigoureusement l'étoile et feraient facilement sortir son image de la fente. Au contraire, en déclinaison, le calage ne variera que très peu, par suite seulement des erreurs de position des axes de l'équatorial, erreurs qui sont toujours très faibles, et par suite de la réfraction qui varie suivant la hauteur de l'astre au-dessus de l'horizon.

Il faudra naturellement avoir un chercheur parfaitement réglé et des mouvements de rappels très fins tant en ascension droite qu'en déclinaison. Si l'on observe visuellement le spectre, ces dispositifs suffiront à trouver l'étoile; mais, si l'on fait une photographie, il faudra se servir d'une petite lunette auxiliaire visant le plan de la fente par réflexion sur un miroir, pour maintenir constamment la fente en coïncidence avec l'image focale de l'étoile. Les joues de la fente pourront être faites de deux plaques d'acier poli formant un miroir légèrement incliné, de manière à réfléchir sur le côté les rayons venant de l'étoile. La lunette auxiliaire,

dirigée vers la fente, permettra de voir l'image de l'étoile et de la maintenir sur la fente. On se sert aussi d'une petite lunette visant la fente par réflexion sur la face du premier prisme et permettant de vérifier à chaque instant que les rayons lumineux passent bien par la fente.

BIBLIOGRAPHIE DU CHAPITRE II

FROST AND SCHEINER. *Astronomical Spectroscopy.* Boston, 1894, 1898 (épuisé).

SCHEINER. *Die Spectralanalyse der gestirne.* Leipzig, 1890. Engelmann.

SECCHI. *Les Étoiles*, t. I. Paris, 1879. Biblioth. scient. internationale. *C. R.*, LXV, 1867, p. 389.

VOGEL. *Berichte über die Verhandlungen der K. Sächsischen gesell. der Wissensch. in Leipzig*, 1873, p. 538.

ZÖLLNER. *Pogg. Annalen.* (Ann. der Physik und Chemie), CLII, p. 503, CXLVII, p. 617; *J. P.*, IV, 1875, p. 24; *A. C. P.*, (4), XVIII, 1869, p. 475; (4), XXVI, 1872, p. 274.

CHAPITRE III

APPAREILS SPECTROSCOPIQUES SPÉCIAUX. — SPECTROSCOPE A PROTUBÉRANCES. — SPECTROHÉLIOGRAPHES. — PRISME OBJECTIF.

Nous avons décrit, dans le chapitre précédent, les différents types de spectroscopes astronomiques, c'est-à-dire les différentes combinaisons des spectroscopes ordinaires et des lunettes astronomiques; nous allons maintenant passer rapidement en revue des instruments qui diffèrent plus ou moins de ces types primitifs par les perfectionnements et les modifications correspondant aux usages spéciaux auxquels ils sont destinés.

15. **Spectroscope à protubérances.** — Nous verrons plus loin, quand nous parlerons du spectre solaire, comment on est arrivé à voir, au moyen du spectroscope, les protubérances, ces flammes roses qui s'élèvent au-dessus du bord du Soleil et que l'on n'aperçoit à l'œil nu que pendant les courts instants des éclipses totales. Le principe du spectroscope à protubérances consiste à étaler sur une grande longueur la lumière du spectre continu de l'atmosphère éclairée par le Soleil et par suite à en diminuer l'intensité. La lumière

de protubérances, au contraire, qui est monochromatique, restera condensée sur un petit nombre de lignes et ne perdra rien de son éclat; elle finira donc par se détacher sur le fond du spectre continu.

On se servira donc d'une dispersion très forte, et l'on placera la fente tangente au bord du Soleil et assez lar-

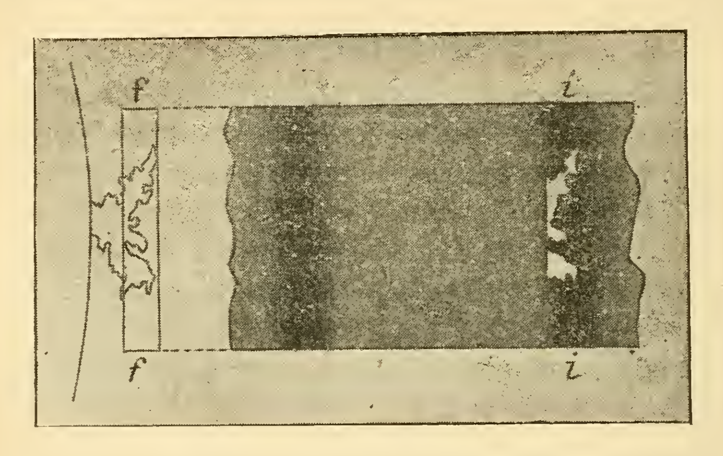


Fig. 10. — Procédé de la fente large.

gement ouverte pour comprendre toute l'image de la protubérance.

On aura, au foyer de la lunette du spectroscope, une série d'images monochromatiques de la protubérance, avec sa forme et ses détails, exactement comme si on l'observait avec un prisme-objectif (voy. p. 112), et ces images se détacheront sur le fond affaibli du spectre de l'atmosphère. C'est le *procédé de la fente large*, employé pour la première fois par *Huggins* et par *Zöllner* (fig. 10). *ff* représente la fente qui comprend une partie de la protubérance. En regard on voit une partie du

spectre de l'atmosphère sur lequel se détache une des images monochromatiques *ii* de la protubérance.

Il est évident que, plus on ouvre la fente, plus on augmente la clarté du spectre continu qui empêche de voir la protubérance; au contraire, on diminue cette clarté en prenant une dispersion plus forte. A chaque largeur de la fente correspondra donc une dispersion minima indispensable pour observer les protubérances.

Mais toutes les parties de la protubérance n'ont pas une intensité identique. Pour apercevoir les détails de plus en plus faibles, on est amené à augmenter la dispersion qui était suffisante pour apercevoir grossièrement la silhouette de la protubérance. On est arrêté pourtant par une limite, car la lumière de ces faibles détails est diminuée de plus en plus par les réflexions et l'absorption des nombreux prismes que l'on est obligé d'employer. On arrive ainsi à un moment où la lumière n'est plus assez forte pour apercevoir la protubérance elle-même.

Le problème, comme nous l'avons vu, consiste à augmenter le rapport $\frac{H}{h}$ d'intensité du spectre de la protubérance et du spectre solaire. Nous avons indiqué comment on y arrive en diminuant la largeur de la fente et en augmentant la dispersion. Il existe un troisième moyen, qui consiste à diminuer les dimensions de la lunette collectrice; ce qui permet évidemment, pour une protubérance donnée, de diminuer la largeur de la fente. Soit a la hauteur angulaire du sommet de la protubérance au-dessus du bord du Soleil, et soit F la distance focale de l'objectif. La fente devra avoir une largeur aF pour comprendre entièrement la protubé-

rance. Si nous employons un objectif de même clarté, mais de longueur focale $\frac{F}{m}$, la largeur de la fente pourra être diminuée dans les mêmes proportions ; l'éclat h du spectre continu du Soleil sera donc diminué, tandis que l'éclat H du spectre de lignes de la protubérance restera constant. Le rapport $\frac{H}{h}$ deviendra donc égal à $m\frac{H}{h}$. Pour voir la protubérance avec les mêmes dimensions que primitivement, il suffira de prendre un oculaire plus fort à la lunette d'observation ; ce qui diminuera, il est vrai, la clarté, mais ne changera pas le rapport des intensités des deux spectres et laissera la protubérance se détacher sur le fond du champ.

Il est évident qu'en pratique on ne devra pas se servir d'une lunette astronomique trop faible, parce qu'il ne faut pas trop diminuer les dimensions des protubérances pour y apercevoir des détails, et aussi parce que la détermination de leur position sur le bord du limbe exige une image focale assez grande. Le raisonnement que nous avons fait n'indique donc pas qu'il faut prendre un objectif astronomique de très petites dimensions, mais plutôt qu'il faut se servir d'un spectroscope aussi grand que possible pour une lunette donnée.

Les conditions de construction d'un spectroscope à protubérances sont donc absolument inverses de celles des spectroscopes stellaires, pour lesquels il fallait employer des lunettes aussi grandes que possible et des spectroscopes très peu dispersifs et par suite très petits.

Lorsqu'il s'agit de déterminer la position des protubérances, il faut, comme nous l'avons dit, avoir une image focale assez grande. On pourra augmenter l'image focale par un système de lentilles formant un appareil d'agrandissement. Tel était le procédé employé par *Secchi*.

En pratique, la fente est généralement placée tangentiellement au bord du Soleil. On comprend qu'on pourrait tout aussi bien lui donner une position radiale ou oblique ; mais, dans ce cas, il ne faut pas qu'elle avance sur le disque solaire, parce que la partie de la fente correspondante donnerait un spectre éblouissant qui rendrait impossible l'observation des protubérances.

Pour maintenir la fente exactement tangente au limbe, il faudra un bon mouvement d'horlogerie et des mouvements de rappels très bien établis; encore cela ne suffira-t-il pas en général, et l'on devra, comme dans la plupart des mesures micrométriques faites à l'équatorial, appuyer légèrement et plus ou moins sur le tube de la lunette pour maintenir la fente exactement tangente au bord.

Pour explorer tout le bord du Soleil, il faudra agir sur les mouvements lents en ascension droite et en déclinaison, et aussi tourner le spectroscope autour de l'axe du collimateur. Pour simplifier cette manœuvre, on a proposé un certain nombre de dispositifs.

Zöllner a imaginé de placer l'objectif de la lunette dans un anneau excentrique, de sorte que, si on le fait glisser le long de cet anneau, son centre décrit un cercle, et, par suite, l'axe optique décrit un cône d'ouverture égale au diamètre apparent du Soleil. L'image focale du

Soleil se déplacera donc en décrivant un cercle, et dans ce mouvement son bord pourra être astreint à passer constamment par le centre du champ. Si la fente est placée en ce point, il suffira de faire tourner le spectroscope autour de l'axe optique pour maintenir la fente tangente au bord du Soleil.

Cette méthode se heurte à de grandes difficultés. Il faut, en effet, que la coïncidence de la fente et du bord du disque soit très exacte; aussi doit-on employer un mécanisme permettant de changer l'angle de rotation suivant le diamètre apparent du Soleil, qui varie, comme on sait, d'un jour à l'autre.

Un autre dispositif, dû également à *Zöllner*, est d'exécution plus facile; il consiste à faire passer les rayons avant le foyer de l'objectif par un prisme à réflexion totale dit « *prisme de réversion* » qui, en tournant autour de l'axe optique, permet d'amener successivement tous les points du bord du Soleil en contact avec la fente. Ce procédé est d'un emploi fréquent en Astronomie. On peut encore faire tourner tout le spectroscope autour de l'axe optique (spectroscope à protubérances de Potsdam). La rotation, mesurée par un cercle divisé, donne immédiatement la position de la protubérance sur le bord du disque.

16. **Spectrographes à protubérances.** — Si l'on emploie une fente étroite, elle n'embrasse plus toute la hauteur de la protubérance, et l'on ne verra dans l'image monochromatique de la fente que les détails correspondant à une petite section *ss* (fig. 11) de la protubérance. Mais si on donne successivement à la fente différentes positions *ss*, *s's'* et que l'on dessine, par exemple, les apparences et les longueurs succes-

sives de l'image brillante de la fente, ces dessins *ii*, *i'i'*, juxtaposés, reproduisent la silhouette de la protubérance telle qu'on l'aurait vue d'un seul coup avec une fente assez large pour la contenir entièrement. C'est le procédé dit *de la fente étroite,* qui a été employé le premier pour le dessin des protubérances.

Ce procédé a permis de photographier pratiquement

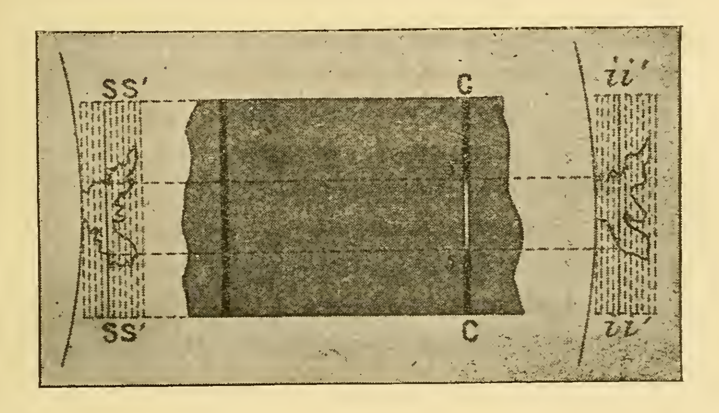


Fig. 11. — Procédé de la fente fine.

les protubérances. Pour cela on place, dans le plan focal de la chambre photographique du spectrographe, un écran percé d'une ouverture encadrant exactement l'image monochromatique de la fente. Si l'on donne à la fente les positions successives *ss*, *s's'*. on pourra obtenir une série de photographies *ii*, *i'i'* de l'image de la fente, photographies qui, si on les juxtapose, reproduisent la protubérance. Il suffira, pour les juxtaposer, de déplacer à chaque pose la plaque derrière l'écran d'une quantité égale à la largeur de l'ouverture. On obtiendra le même résultat en déplaçant, non plus suc-

cessivement, mais d'un mouvement continu la fente sur la protubérance et, en même temps, la plaque derrière l'écran. On aura donc ainsi une photographie de la protubérance, comme si on l'avait photographiée par le procédé de la fente large; mais ce second procédé est infiniment préférable, parce qu'avec une fente étroite l'éclat du spectre continu est beaucoup moindre. Remarquons aussi que, pour les spectrographes à protubérances, ce que nous avons dit sur les dimensions de la lunette dans le cas de la fente large ne s'applique plus. On peut employer une lunette aussi grande que l'on voudra, puisqu'on n'est plus limité par le fait que la protubérance doit tenir tout entière dans la largeur de la fente.

M. Deslandres a proposé un système enregistreur permettant d'obtenir l'ensemble des protubérances distribuées sur le pourtour du Soleil. Le spectroscope entier tourne autour de l'axe optique, comme nous l'avons vu pour le spectroscope de Potsdam, mais la fente est radiale; par suite du mouvement de rotation, la fente rencontre successivement toutes les protubérances. D'autre part, la plaque est mobile derrière l'ouverture de l'écran, et un système d'engrenages fait correspondre ce mouvement de translation au mouvement de rotation du spectroscope. On obtient sur la plaque une bande dont la longueur correspond à celle de la circonférence du Soleil et la hauteur à celle des protubérances. Ce procédé n'a pas été appliqué.

On peut aussi employer un spectroscope dont la fente soit suffisamment longue pour balayer, par un mouvement rectiligne, tout le disque solaire, et par suite toutes les protubérances de son pourtour. La plaque aura un

mouvement correspondant derrière l'écran. Ce procédé, employé par *Hale*, lui a permis de faire, en 1892, la première photographie du bord du Soleil et des protubérances. Naturellement, si l'on photographie les protubérances, il ne faut pas employer la raie rouge de l'hydrogène, comme on le fait pour les observations visuelles, mais la raie K, par exemple, qui correspond à la partie la plus actinique du spectre.

Au lieu de déplacer tout le spectroscope de manière à ce que sa fente balaye les protubérances, on peut déplacer la fente seule. Dans ce cas, si l'on observe visuellement, la raie se déplacera dans le champ, et l'on verra successivement les différentes parties de la protubérance, qui reste fixe, comme si la raie constituait une petite fenêtre se déplaçant devant elle. On peut alors utiliser la persistance de l'impression lumineuse sur la rétine pour avoir une vue d'ensemble de la protubérance avec la fente fine. Avant l'application de la photographie aux protubérances, *Janssen* avait indiqué une solution basée sur ce principe, et qui consiste à faire tourner un spectroscope à vision directe autour de son axe, de manière à ce que la fente balaye toute la protubérance. La raie était isolée dans le plan focal de la lunette du spectroscope par une ouverture ou deuxième fente, d'où le nom de *spectroscope à deux fentes* donné à l'instrument. On peut aussi déplacer rapidement la fente par un mouvement oscillatoire rectiligne, comme l'ont fait *Zöllner* et *Lockyer*. Enfin on peut laisser le spectroscope et la fente fixes et obtenir pourtant, par la persistance de l'impression lumineuse sur la rétine, la vision de la protubérance. Ce procédé, indiqué indépendamment

par MM. *Sauve* et *Nodon*, consiste à employer deux miroirs oscillants placés devant la fente : l'un reçoit la lumière solaire; l'autre sert à viser, par réflexion sur un troisième miroir fixe, la raie rouge donnée par le spectroscope. Aucune de ces méthodes n'a donné de bons résultats, et actuellement l'observation visuelle des protubérances se fait par le procédé de la fente large, et l'observation photographique par le déplacement rectiligne de la fente sur l'image entière du Soleil, en couvrant par un écran le disque lui-même.

17. **Spectrohéliographes.** — Le principe de ces instruments est exactement le même que celui des spectrographes à protubérances que nous venons d'étudier; mais au lieu d'enregistrer seulement les protubérances extérieures au disque solaire et qui se détachent sur le fond éclairé de l'atmosphère, les spectrohéliographes permettent, par un mécanisme identique, de photographier les protubérances, ou en général les vapeurs brillantes qui se projettent sur le fond bien plus lumineux du Soleil lui-même. On obtient ainsi non plus seulement autour du Soleil, mais sur la demi-sphère entière tournée vers la Terre, une reproduction de la *chromosphère*, c'est-à-dire de l'atmosphère gazeuse telle qu'on la verrait si le globe lumineux du Soleil ou la *photosphère* n'existait pas.

Le spectrohéliographe se compose donc, comme le spectrographe à protubérances, d'un objectif astronomique qui donne une image réelle du Soleil, d'un spectrographe dont la fente peut balayer entièrement cette image, et d'un écran percé d'une deuxième fente et placé dans le plan focal de la chambre photographique. Un dispositif mécanique convenable permet

d'effectuer en même temps le mouvement de la première fente et le déplacement correspondant de la seconde, en laissant le spectroscope et la plaque fixes, si l'on prend la dernière forme de spectroscope à protubérances que nous avons examinée, ou bien encore de combiner le déplacement du spectrographe entier devant l'image solaire et le mouvement de translation de la plaque derrière l'écran.

La première solution a été appliquée par *Hale*, en 1892, à la construction de son premier type de spectrohéliographe. Dans cet instrument, le tube du collimateur est fixé à une lunette équatoriale, et l'axe de la chambre photographique fait avec l'axe optique du collimateur un angle de 25°. La première fente se déplace dans le plan focal de la lunette, et la deuxième fente, entraînée par le même mouvement, suit dans le plan focal de la chambre photographique le mouvement correspondant de la raie étudiée. Ce dispositif, que Hale employait avec un réseau, avait l'inconvénient de donner une image du Soleil elliptique. Nous allons décrire avec plus de détails quelques-uns des spectrohéliographes dont on se sert encore actuellement.

Spectrohéliographe de Deslandres. — Cet instrument, qui a été construit et employé d'abord à Paris, de 1893 à 1898, et ensuite transféré à Meudon, correspond au second dispositif que nous avons indiqué, c'est-à-dire que l'ensemble du spectrographe d'une part et la plaque photographique de l'autre ont des mouvements correspondants et proportionnels. A Paris, le sidérostat employé était celui de Foucault, les rayons réfléchis étant horizontaux. A Meudon, les rayons lumineux sont réfléchis sur le miroir d'un sidérostat polaire,

et sont par conséquent inclinés à 49° environ sur le plan horizontal. Ces rayons traversent ensuite un objectif astronomique dont l'axe optique coïncide avec l'axe polaire du sidérostat, et devant l'image solaire ainsi obtenue se déplace l'ensemble du spectrographe. Pour cela, la table qui porte l'instrument, et dont le plateau est incliné sur le plan horizontal, comme les rayons lumineux, à 49°. est mobile au moyen de rails sur quatre galets reliés deux à deux par des essieux ; ces galets roulent eux-mêmes sur deux rails horizontaux perpendiculaires à la direction du méridien.

Pour donner à la table un mouvement continu de translation, et pour entraîner en même temps la plaque photographique derrière la deuxième fente, la solution la meilleure consisterait à prendre un mouvement d'horlogerie muni d'un régulateur de Foucault, et transmettant son mouvement par une vis tangente, comme cela a lieu dans les équatoriaux, ou par un câble s'enroulant sur un treuil ; mais, comme il suffit ici d'avoir un mouvement d'entraînement de peu de durée, mouvement qui doit être à la fois simple et pourtant suffisamment précis, on préfère généralement, par raison d'économie surtout, employer un poids moteur dont le mouvement est simplement régularisé par une *clepsydre*. Ce poids moteur, en même temps qu'il entraîne la table mobile au moyen d'un treuil, déplace un piston dans un corps de pompe. Le liquide, formé d'un mélange d'eau et de glycérine ou de glycérine pure, s'écoule par un orifice étroit avec une vitesse que l'on règle par une ouverture plus ou moins grande donnée au robinet. On se sert d'un poids bien supérieur à celui qui suffirait à déplacer l'instrument seul,

et presque toute la force est ainsi employée à vaincre la résistance de la clepsydre ; aussi les petites résistances accidentelles qui pourraient causer des irrégularités dans la marche du spectrohéliographe, et qui sont négligeables par rapport à la résistance constante de la clepsydre, n'ont plus d'influence appréciable sur l'uniformité du déplacement.

Pour obtenir un mouvement proportionnel de la plaque photographique devant la deuxième fente, on se sert d'un système de leviers ainsi disposés : deux leviers peuvent tourner autour d'un axe *a* (fig. 12), fixé à la table mobile et perpendiculaire à son plan ; ces deux leviers peuvent faire entre eux un angle quelconque, mais sont rendus solidaires dans la position adoptée. Chacun d'eux porte à son extrémité une tige montée avec des joints à la cardan, dont l'une est fixée à un point fixe *b* extérieur à la table, l'autre au châssis mobile qui porte la plaque. On comprend que le mouvement même de la table mobile a pour effet de faire tourner le système des deux leviers, et par suite d'entraîner le mouvement du châssis. Le mouvement de translation de la plaque doit se faire avec une rapidité telle que, pendant que la première fente traverse la largeur de l'image focale du Soleil, la plaque se déplace d'une longueur égale à la hauteur de l'image

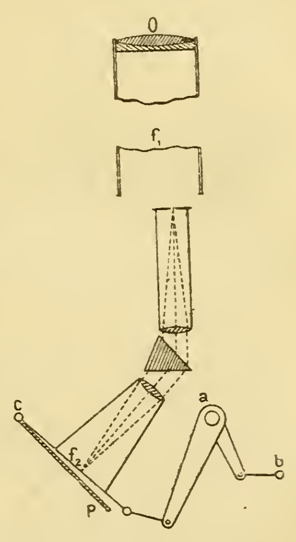


Fig. 12.

du Soleil qu'on obtient dans son plan, et cela, comme on le comprend, pour que cette image soit circulaire et non elliptique. On remplira cette condition en faisant varier convenablement les longueurs relatives des deux leviers. Le mouvement du chariot porte-plaque devant la fente s'effectue, comme celui de la table, par roulement sur des galets. La plaque doit, en outre, pouvoir être appliquée contre l'écran qui porte la deuxième fente. Pour cela, une fois posé le châssis qui la contient et qui l'écarte toujours sensiblement de l'écran, on ouvre le rideau qui la masquait et on avance la plaque sur l'écran par un mouvement de rotation autour d'un axe *c*, passant par son plan et assez éloigné d'elle. L'arrière de la chambre photographique est formé par un soufflet souple et imperméable à la lumière, qui permet ces deux mouvements de translation et de rotation.

Pour se servir du spectrohéliographe, après avoir amené la plaque contre la deuxième fente, comme nous venons de le dire, et placé la première fente près du bord de l'image focale du Soleil, on ouvrira le robinet d'écoulement de la clepsydre. Le spectrographe se mettra en mouvement, la première fente balayera le disque solaire, et l'on obtiendra sur la plaque photographique une image du Soleil correspondant à la lumière monochromatique de la raie isolée par la deuxième fente.

On peut dire que le spectrohéliographe agit comme une sorte de *filtre*, qui ne laisse passer qu'une couleur déterminée. Les radiations de longueur d'onde différentes de cette couleur sont arrêtées par l'écran et n'impressionnent pas la plaque, tandis que les rayons de

la longueur d'onde choisie passent par la première fente et vont tomber, au travers de la seconde, sur la plaque photographique. Si la source de lumière ne contenait que des rayons de cette longueur d'onde, il est facile de comprendre que les mouvements simultanés du spectrographe et de la plaque auraient pour effet de donner sur la plaque photographique une image de la source. Naturellement la source de lumière, ici le Soleil, n'est pas monochromatique; mais les rayons ayant une autre longueur d'onde que la couleur choisie sont écartés et ne concourent pas à la formation de l'image.

Dans le spectrohéliographe de Meudon, le système dispersif est formé d'un prisme unique en flint léger de 60°, une dispersion relativement faible convenant à ce genre de travail. La durée de la pose varie entre deux et six minutes. On peut aussi, avec cet instrument, photographier les protubérances qui entourent extérieurement le disque, et l'instrument rentre alors dans la catégorie des spectrographes à protubérances appliqués à tout le pourtour du Soleil; mais, dans ce cas, la lumière diffusée par le disque même du Soleil, qui pénètrerait dans l'instrument pendant toute la pose, serait une gêne pour la photographie des protubérances; aussi se sert-on d'un écran circulaire pour masquer le centre de l'image focale du Soleil.

Spectrohéliographe de Hale. — Dans l'instrument que nous venons de décrire, il faut un dispositif mécanique produisant le mouvement de la plaque par rapport à la deuxième fente. Le second spectrohéliographe employé par Hale, en 1893, ne comporte pas ce système de leviers parce que, grâce à la disposition de la

chambre et du collimateur, il suffit de laisser la plaque fixe pour qu'elle ait un mouvement convenable relativement à la deuxième fente. Pour obtenir ce résultat, le collimateur et la chambre ont même distance focale, et leurs axes optiques sont parallèles, les prismes ayant une dispersion telle qu'après les avoir traversés, le faisceau lumineux revient parallèlement à sa direction primitive. Remarquons que ce dispositif, plus simple que le précédent, a toutefois l'inconvénient de ne pas se prêter à un agrandissement direct de l'image du Soleil et de ne pas permettre de changer facilement de système dispersif. Tout l'ensemble du spectrographe, monté sur une lunette équatoriale, se déplace devant l'image focale du Soleil, et la plaque est fixe dans le plan P (fig. 13); elle se déplace donc par rapport à la chambre photographique au foyer de laquelle se trouve la fente f_2. Il est facile de se rendre compte que l'image obtenue aura identiquement les mêmes dimensions que l'image focale du Soleil. A chaque position successive de la première fente f_1 sur cette image correspondra une image monochromatique de cette première fente sur la plaque photographique, et la juxtaposition de ces images linéaires produira une image circulaire et de mêmes dimensions que l'image focale du Soleil.

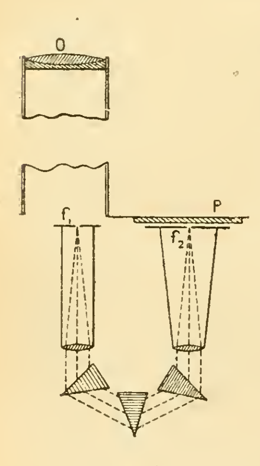


Fig. 13.

Cet instrument a été employé sur la lunette de 40 pouces de l'Observatoire Yerkes, qui donne à son

foyer une image focale du soleil de 7 pouces de diamètre. La figure 14 montre l'aspect extérieur du spectrohéliographe ; on aperçoit les deux tubes parallèles du collimateur et de la chambre photographique, et à

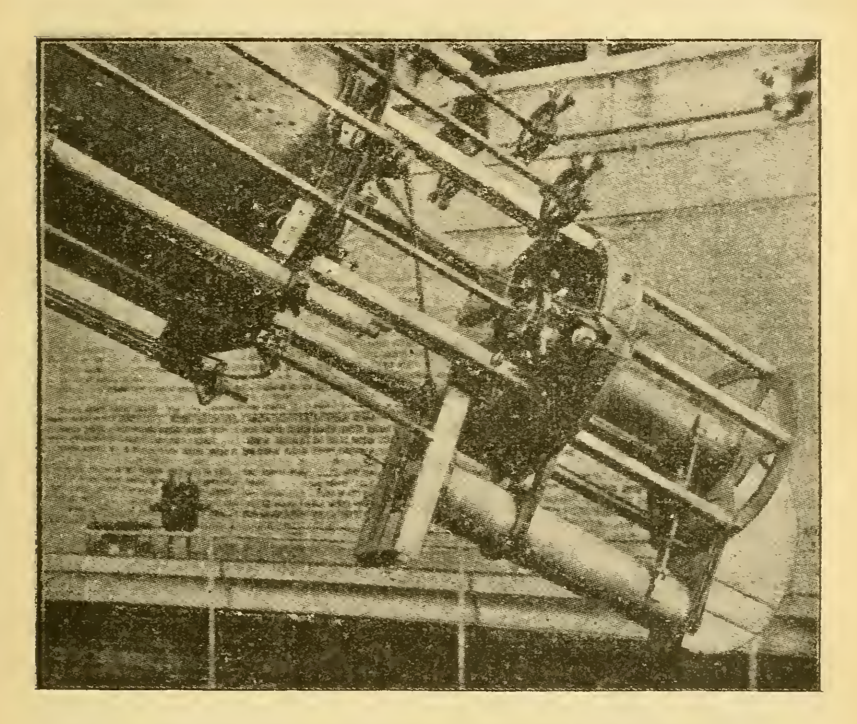


Fig. 14. — Spectrohéliographe de l'Observatoire Yerkes.

droite la boîte demi-circulaire où sont placés les prismes.

Un instrument tout à fait analogue a été monté sur la lunette de Grubb à l'observatoire de Potsdam ; il ne diffère du précédent que par la substitution, d'ailleurs très fréquemment employée pour les spectrohélio-

graphes, d'un réseau R (fig. 15) à la série de prismes. Un prisme à réflexion totale P et un miroir M ramènent le faisceau à être parallèle à l'axe optique du collimateur. Un microscope muni d'une échelle divisée permet d'évaluer les déplacements que l'on peut donner à la seconde fente dans son plan, déplacements qui ont pour but de la faire coïncider exactement avec telle raie ou même telle partie d'une raie du spectre que l'on veut. Le mouvement du spectrographe devant l'image focale est produit par un poids qui entraîne l'instrument par un système de poulies, et ce mouvement est régularisé par une clepsydre analogue à celle que nous avons décrite plus haut.

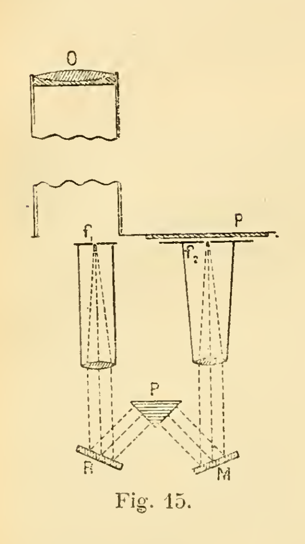


Fig. 15.

L'emploi des réseaux et des prismes comporte des avantages et des inconvénients divers. Le réseau donne beaucoup plus de lumière diffuse, et par suite il vaudrait mieux, en principe, n'employer que des prismes ; mais le réseau donne plus facilement une grande dispersion ; de plus, pour le travail spécial dont nous nous occupons, il présente l'avantage suivant : Par suite de la superposition des spectres des divers ordres, on aperçoit dans le voisinage de la raie K (celle dont on se sert le plus habituellement) d'autres raies fines provenant de parties différentes des spectres d'un autre ordre. Ici ce sont les raies vertes du spectre du troisième ordre que l'on aperçoit près de la raie K du quatrième ordre. Or

la raie K est très large et très floue, et on aura avantage, pour placer la fente au point voulu de cette raie, à se servir des raies fines comme de points de repère.

On peut être gêné parfois dans l'emploi des réseaux par les faibles dimensions qu'ont généralement ces appareils. et qui ne permettraient pas d'utiliser toute la largeur du faisceau sortant de la lentille du collimateur si on plaçait le réseau près de cette lentille. Mais nous avons déjà vu que l'ensemble formé par l'objectif astronomique et par la lentille du collimateur constitue une véritable lunette astronomique mise au point sur l'infini, et qui donne une image virtuelle rejetée à l'infini de l'astre étudié. Cette lunette a donc la propriété d'avoir un *anneau oculaire*, c'est-à-dire un point où le faisceau lumineux sortant de l'oculaire a une section minima. Cet anneau correspond, comme on sait, à l'image de l'objectif dans la lentille de l'oculaire, c'est-à-dire, ici, dans la lentille du collimateur. Il y aura donc souvent intérêt, si l'on ne dispose que d'un réseau de faibles dimensions, à ne pas le placer tout près de cette lentille, mais à le rapprocher du point où la section du faisceau est la plus petite possible.

Les spectrohéliographes comportent toujours deux mouvements qui doivent être proportionnels : 1° Mouvement relatif de la première fente et de l'image du Soleil; 2° Déplacement de la plaque photographique par rapport à la deuxième fente. Nous venons de voir trois dispositifs différents qui permettent d'obtenir ce résultat. Il en existe un grand nombre d'autres, dont quelques-uns sont seulement théoriques et n'ont pas

encore reçu d'application, tandis que d'autres ont déjà été employés. On peut, par exemple, se servir du mouvement diurne du Soleil pour obtenir un déplacement continu de l'image focale sur la première fente, disposition adoptée par Evershed. On peut aussi suivre le mouvement du Soleil avec l'équatorial, mais déplacer la lunette et le spectrographe autour d'un des axes de la monture équatoriale, comme l'a fait Hale en 1903 à l'Observatoire Yerkes; on peut enfin, surtout avec un héliostat, déplacer simultanément l'objectif astronomique et la plaque photographique. Cette solution est appliquée depuis peu à Meudon avec des moteurs électriques synchrones (système Baudot) et donne de bons résultats. Nous n'insisterons pas sur ces différents dispositifs, dont on trouvera un résumé complet dans les Comptes Rendus (Deslandres, C. R. CXLIII, 1906, p. 1210).

Remarquons que, dans le mouvement relatif de la plaque et de la deuxième fente, on a le choix entre deux directions opposées; mais les images successives de la première fente qui se projettent l'une après l'autre sur la deuxième fente ont un sens, en quelque sorte, c'est-à-dire un bord droit et un bord gauche; il vaudra mieux juxtaposer ces images dans le sens où sont juxtaposées les positions successives de la première fente, ce qui fixe un sens de déplacement de la plaque. Toutefois l'observation de cette règle, signalée par *Newall,* n'a pas grande importance si les fentes sont très fines, puisque dans ce cas il importe peu que chaque image linéaire de la fente ait ses deux bords intervertis.

Spectrohéliographe à trois fentes. — On n'emploie

pas seulement le spectrohéliographe à relever les formes des vapeurs incandescentes dont la lumière est assez intense pour que la raie du spectre qui lui correspond soit doublement inversée, c'est-à-dire présente une ligne brillante au milieu de la raie noire, comme cela a lieu pour la raie K; on peut aussi, avec cet instrument, isoler la lumière correspondant aux raies noires fines du spectre solaire. Nous avons vu que ces raies ne sont noires que par contraste, et qu'en réalité elles sont faiblement lumineuses, leur lumière correspondant précisément au spectre de lignes de la vapeur dont l'absorption produit ces raies sombres. Quand on se sert de raies noires, la longueur de la pose est beaucoup plus grande, et la lumière diffuse produite par la lumière blanche qui se répand dans l'appareil devient très gênante. Pour obvier à cet inconvénient, on peut se servir de l'appareil appelé *spectrohéliographe à trois fentes* par M. *Deslandres*, et qui consiste essentiellement en un second spectrographe ajouté après la deuxième fente. Ce spectrographe a pour effet, en quelque sorte, de filtrer une seconde fois la lumière; les radiations de longueurs d'onde diverses, qui sont mélangées sur la deuxième fente à celles de la vapeur considérée, sont étalées par la dispersion et ne tombent plus sur la troisième fente; on n'a plus, comme lumière étrangère, que la très faible lumière blanche diffusée par les verres du second spectrographe. De plus, l'éclat du spectre continu superposé à la raie spectrale étudiée est encore diminué par la seconde dispersion. Dans ce cas, le spectrohéliographe deviendrait extrêmement long, et on se sert de miroirs pour le replier sur lui-même. On emploie aussi, dans le même but, des miroirs concaves à la

place de l'objectif de la chambre photographique.

Spectrohéliographe polychrome. — Cet instrument est destiné, comme le spectrohéliographe ordinaire, à obtenir une photographie de la forme des nuages lumineux formés par les vapeurs incandescentes de l'atmosphère solaire ; mais ce résultat est obtenu en isolant non plus une raie, mais un nombre quelconque de raies choisies dans le spectre de la vapeur considérée. L'appareil a la forme d'un spectrohéliographe à trois fentes (fig. 16);

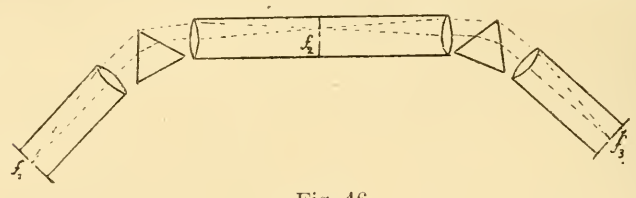


Fig. 16.

mais les deux systèmes dispersifs sont identiques, ainsi que les deux lentilles placées de part et d'autre de la deuxième fente, de telle sorte que ces deux parties de l'instrument sont symétriques par rapport au plan de la deuxième fente. Dans ces conditions, il est évident géométriquement, par raison de symétrie, que si l'on supprimait l'écran qui porte la deuxième fente, les rayons d'une longueur d'onde quelconque partant de la première fente viendraient se rejoindre sur la troisième malgré la dispersion des prismes. Si donc, dans le plan de la deuxième fente, on place un écran percé de deux ouvertures, par exemple, coïncidant avec deux raies du spectre qui se forme dans ce plan, les radiations correspondant à ces deux raies traverseront l'appareil et se rejoindront sur la troisième fente. On aura

donc une image du Soleil produite à la fois par les rayons des deux radiations choisies. Pour avoir des ouvertures placées exactement aux points voulus du spectre, on photographiera d'abord ce spectre en mettant une plaque dans le plan de la deuxième fente ; le négatif obtenu constituera un écran laissant passer les radiations correspondant aux raies noires du spectre solaire. Il sera facile, ensuite, de masquer sur cette épreuve les raies que l'on veut éliminer.

Nous verrons, quand nous parlerons du Soleil, que les spectrohéliographes polychromes peuvent aussi servir à rechercher les amas de particules au bord extérieur de l'astre. Ces amas de particules donnent un spectre continu qui se détache faiblement sur les raies noires. et il y a intérêt à se servir d'un appareil polychrome et non d'un spectrohéliographe ordinaire pour que la lumière soit suffisante et que la pose ne soit pas trop longue.

Enregistrement des vitesses radiales. — M. *Deslandres* a employé le spectrohéliographe à enregistrer, non plus les formes des vapeurs incandescentes, mais leurs mouvements dans le sens du rayon visuel. On sait que ce mouvement a pour effet de déplacer légèrement les raies spectrales. Par suite, si on laisse le spectrographe au repos, et qu'après avoir ouvert largement la seconde fente on photographie une petite portion du spectre comprenant la raie brillante K_2, par exemple, qui se trouve au milieu de K, les petits déplacements de cette raie, par rapport aux raies fines du spectre, indiqueront les mouvements radiaux de la vapeur de calcium qui produit la raie K_2. On obtient ainsi les vitesses radiales de cette vapeur le long d'une section

du disque solaire correspondant à la position de la première fente sur ce disque. Si on recommence l'opération en mettant la première fente successivement sur les différentes parties du disque, on aura un enregistrement complet des vitesses radiales. Le mouvement de la première fente, et par suite le mouvement correspondant de la seconde, ne doit donc plus être uniforme mais discontinu, c'est-à-dire formé de déplacements rapides égaux (pendant lesquels la plaque sera masquée) séparés par des arrêts égaux correspondant aux poses successives. Dans cet instrument, la dispersion doit être naturellement très forte; aussi se sert-on du spectre du quatrième ordre donné par un réseau ou d'un train de plusieurs prismes.

D'après les derniers congrès, le mot spectrohéliographe est réservé exclusivement aux appareils qui enregistrent les formes des vapeurs. Les autres appareils enregistreurs, et par suite celui dont nous venons de parler. prennent le nom de *spectro-enregistreurs.*

Réduction des observations. Héliomicromètre. — Les clichés obtenus avec le spectrohéliographe donnent donc, suivant les raies choisies, les formes des différentes vapeurs incandescentes, et même permettent de distinguer les différentes couches d'une même vapeur, ces couches se distinguant par la largeur plus ou moins grande de la même raie. C'est ainsi, comme nous le verrons, que l'image obtenue avec le centre d'une raie n'est pas la même que l'image donnée par le bord ombré de cette raie. On peut aussi enregistrer les variations de la largeur des raies, leur dissymétrie et les déplacements qui indiquent les mouvements radiaux des vapeurs.

Il est évident que deux clichés pris à des intervalles de temps convenables renseigneront sur les mouvements des masses de vapeur perpendiculairement au rayon visuel. On peut employer la *méthode stéréoscopique* pour l'examen de deux pareils clichés. Dans ce cas, les parties hautes de l'atmosphère solaire se déplaçant plus rapidement par le mouvement de rotation du Soleil que les parties basses, les images des parties élevées de l'atmosphère solaire seront plus déplacées dans les clichés successifs, et, en prenant un intervalle de temps convenable, on verra dans l'appareil stéréoscopique les vapeurs avec leur relief réel. On se rendra compte notamment du caractère *protubérantiel,* en quelque sorte, et de l'aspect de nuages des *flocculi,* ces taches brillantes dues aux vapeurs de calcium situées au-dessus des facules.

Les clichés du spectrohéliographe devront être examinés au double point de vue de l'observation de la position de ces flocculi sur le disque solaire et de l'évaluation de leurs surfaces. Dans ce but, *Hale* a proposé l'emploi d'un appareil appelé *Héliomicromètre*, et qui est destiné à obtenir très rapidement la position des facules sur le globe solaire. On ne peut songer, en effet, à mesurer ces positions par la méthode employée pour les taches, qui serait beaucoup trop longue comme calculs. L'instrument se compose de deux lunettes de quatre pouces d'ouverture placées parallèlement côte à côte, et munies d'un seul oculaire qui réunit les deux images. A 10 mètres environ se trouvent deux miroirs placés chacun devant une des deux lunettes, et qui permettent de voir en même temps et superposés, d'une part le cliché

étudié, d'autre part une sphère portant des divisions de longitude et de latitude. Cette sphère peut être placée dans une position telle, qu'elle représente le Soleil à l'instant de l'observation. Une mesure micrométrique, par interpolation entre les lignes de latitude et de longitude, donnera la position exacte de la facule ou de la tache.

L'aire des flocculi est plus difficile à évaluer; car, lorsqu'ils sont petits, on ne les voit pas toujours, suivant les conditions atmosphériques. De plus, l'aire des flocculi et leur division en flocculi plus petits varient beaucoup avec les conditions de l'expérience. Plusieurs méthodes, notamment la méthode photométrique, ont été proposées pour évaluer leur surface ou leur intensité par rapport au fond du disque.

Les fentes. — L'étude des spectrohéliographes nous amène à parler de la construction des fentes. Dans ces instruments, en effet, si la première fente est droite, la seconde doit être courbe, parce qu'elle doit isoler une raie spectrale qui, avec les prismes, est toujours courbe. Mais cette disposition a l'inconvénient de donner une image déformée du disque solaire. *Wadsworth* a indiqué une solution qui fournit des images absolument rondes, et qui consiste à prendre deux fentes courbes, chacune ayant une courbure double de celle qu'elle aurait si l'autre était droite.

Les fentes courbes, qui étaient considérées autrefois comme difficiles à construire, sont souvent employées maintenant en Astronomie. On s'en sert notamment pendant les éclipses, pour étudier séparément les différentes couches sphériques de la chromosphère. Ces fentes sont obtenues par rodage de joues en nickel sur

deux pièces de verre, rodées elles-mêmes l'une sur l'autre et ayant la courbure voulue.

Les fentes employées dans les spectroscopes astronomiques ordinaires sont rectilignes, et par suite plus faciles à construire; comme toutes les fentes de spectroscopes, elles doivent comporter deux arêtes vives et non deux parties planes et parallèles, parce que, par suite de la réflexion sur ces parties planes, prendraient naissance dans le spectre des raies d'interférence. Pour la même raison, les deux arêtes doivent être exactement dans le même plan. Les fentes doivent être faites en métal dur, acier ou platine iridié, et pour éviter d'abîmer leurs bords en les poussant par mégarde l'un contre l'autre avec la vis, on n'emploie généralement cette vis que pour ouvrir la fente, un ressort antagoniste servant à la fermer. Certaines fentes présentent la particularité d'être doubles, c'est-à-dire d'être formées par la superposition de deux fentes distinctes ayant chacune sa vis de réglage. On peut ainsi, avec une même source de lumière, obtenir en même temps deux spectres juxtaposés correspondant à deux largeurs de la fente, et par suite différents d'intensité s'il s'agit de spectres continus. Si l'on emploie une des parties de la fente à donner un spectre de comparaison, on pourra aussi obtenir la même intensité pour ce spectre et pour celui de la source; en général, ce dispositif sera très commode, tant pour le réglage du spectroscope que pour la photographie des spectres, pour lesquels on ne connaît jamais le temps de pose le meilleur. Les vis sont des vis micrométriques à pas très fin, dont le déplacement est évalué par des tambours divisés, chaque partie de ces tambours corres-

pond à $0^{mm},01$; le nombre de tours entiers du tambour est enregistré par une petite échelle divisée.

Lorsqu'on change la largeur de la fente, le centre de son ouverture se déplace, ce qui peut avoir des inconvénients pour la mesure des positions des raies; aussi a-t-on imaginé des dispositifs où les deux mâchoires se déplacent simultanément dans deux directions opposées, de manière que le centre de l'ouverture reste fixe. *Secchi*, dans son spectroscope à protubérances, s'est servi du dispositif suivant : La fente forme un angle de 45° avec la vis; l'une de ses mâchoires est mise en mouvement directement par la vis, et l'autre prend un mouvement symétrique au moyen d'un levier. Deux ressorts demi-circulaires tendent à refermer la fente.

Un autre système a été exécuté par *Browning* dans le même but. Il a l'avantage de ne nécessiter qu'un mouvement de rotation pour ouvrir et fermer la fente, mais son ajustement exact est très difficile à obtenir. Chaque mâchoire porte une tige perpendiculaire à son plan, qui s'engage dans une rainure-spirale tracée dans un disque parallèle au plan de la fente. Un mouvement de rotation de ce disque suffit à fermer ou à ouvrir la fente dont le centre reste toujours fixe.

18. **Le prisme-objectif.** — Il nous reste à parler d'un type d'instrument qui ne rentre dans aucune des catégories que nous avons étudiées, car il n'est pas formé par la combinaison d'un spectroscope et d'une lentille collectrice. Les instruments de ce genre, beaucoup plus simples que tous ceux dont nous avons parlé, consistent simplement dans la réunion d'un prisme et d'un objectif astronomique, d'où leur nom de *prisme-*

objectif. Lorsqu'on les emploie à la photographie des spectres, ils pourraient prendre le nom de *chambre à prismes* ou *chambre prismatique,* pour traduire le mot *prismatic camera* dont se servent les Anglais.

Nous avons déjà fait remarquer que, dans un spectroscope astronomique, le système optique formé par l'objectif et la lentille du collimateur constitue une véritable lunette astronomique dont le but est d'agran-

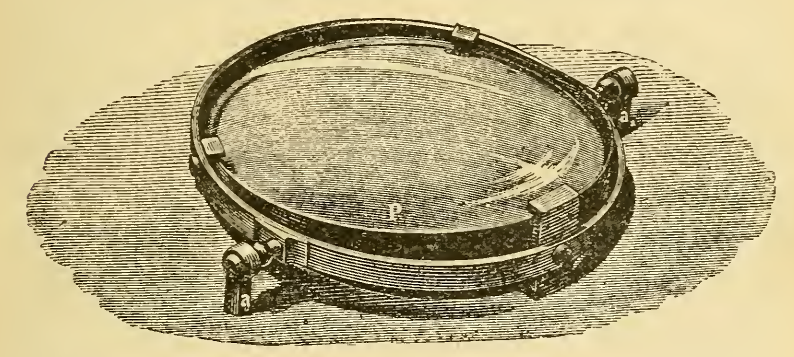


Fig. 17.

dir le diamètre apparent de l'astre observé, mais surtout d'en donner une image focale réelle où l'on puisse découper, au moyen de la fente, une ligne lumineuse qui se prête à l'analyse spectrale. Quand la source lumineuse a déjà par elle-même une forme qui se prête à l'analyse spectrale, ce dispositif devient inutile. On peut le supprimer et avoir un spectre net en se servant simplement des prismes et de la lunette d'observation ou, s'il s'agit d'un spectrographe, des prismes et de la chambre photographique. Le prisme objectif et la chambre à prismes constituent donc un spectroscope ou un spectrographe dont on a enlevé

le collimateur, parce que la source se trouvant à l'infini et ayant une forme se prêtant à l'analyse par le prisme, cette partie de l'instrument est devenue inutile. Tel est le cas, quand la source lumineuse se réduit à un point quel que soit le système d'agrandissement employé, comme cela a lieu pour les étoiles, ou bien quand cette source a déjà la forme d'une ligne ou d'un croissant mince, comme la couche renversante au moment du second ou du troisième contact d'une éclipse totale. On peut aussi supprimer le collimateur quand la source lumineuse placée à l'infini n'émet que des radiations monochromatiques distinctes et présente une forme simple, ou bien quand elle est suffisamment petite pour que les images données par chaque radiation simple ne chevauchent pas les unes sur les autres. Par exemple, l'anneau que forme la partie basse de la couronne dans une éclipse totale donnera, dans le prisme-objectif, une série d'images annulaires et monochromatiques correspondant aux diverses radiations du spectre de ligne de la couronne (Voy. fig. 18); de même une comète donnera autant d'images distinctes et séparées qu'il y a de radiations simples dans son spectre. Il peut arriver que la source ait une forme convenable pour l'analyse spectrale, mais qu'elle ait un diamètre apparent trop petit. Dans ce cas, on pourra se servir du système optique formé par un objectif astronomique et par la lentille du collimateur comme système d'agrandissement; mais alors la fente étant inutile, on pourra la supprimer ou, ce qui revient au même, l'ouvrir largement; c'est exactement le procédé que nous avons vu employer pour l'observation visuelle des protubérances. Ce dispositif

est très employé pour l'observation des éclipses. car il permet soit d'utiliser la propriété de la couche ren-

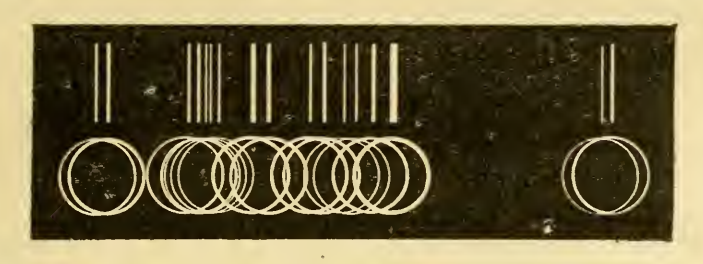


Fig. 18.

versante d'avoir la forme d'un croissant mince et de photographier son spectre sans fente, soit au contraire de se servir d'une fente pour isoler les différentes parties de ce croissant, notamment d'une fente courbe épousant exactement le bord du disque solaire, comme l'a fait M. Donitch.

La figure 19 montre la marche des rayons dans un prisme-objectif simple. Les rayons rouges émis par une étoile, par exemple, sont déviés par leur passage dans le prisme et viennent former une image rouge de l'étoile en *r*; les rayons violets sont plus déviés et donnent leur image en *v*; nous supposons que le prisme a été disposé de manière que les rayons moyens du spectre donnent une image sur l'axe optique. Il est évident que, pour avoir un spectre situé entièrement dans le plan focal, il faudrait que l'achromatisme de l'objectif soit parfait. En réalité, si l'on tient

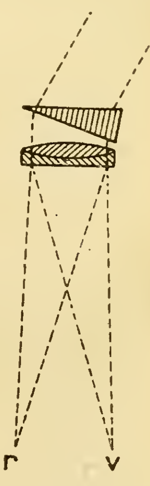


Fig. 19.

compte du fait que cet achromatisme n'est obtenu que pour un petit nombre de radiations, les rayons des diverses couleurs n'auront pas la même distance focale, et par suite le spectre sera situé sur une surface courbe dont on ne peut prévoir la forme que si l'on connaît exactement la construction de l'objectif. Tout ce que nous avons dit sur la photographie des spectres dans les spectrographes, s'applique ici au cas de la chambre à prisme. On pourra, comme nous l'avons vu, se servir de châssis à inclinaison variable pour les différentes parties du spectre ou de surfaces hyperboliques épousant la ligne focale et portant des pellicules photographiques. On emploiera aussi parfois des objectifs non achromatiques.

La dispersion du prisme dépend, pour un même verre, de son angle réfringent. Le prisme-objectif (nous ne parlons pas de la chambre à prisme) étant employé généralement sur des instruments de grandes dimensions, la dispersion peut être très faible, sans que pour cela les dimensions du spectre deviennent trop petites. De plus, la dispersion doit être faible si l'on observe des spectres stellaires pour ne pas trop perdre d'intensité. Le prisme-objectif a donc généralement un angle réfringent petit. Pour la chambre à prisme, au contraire, on s'en sert surtout pour les observations d'éclipses et, par suite des difficultés de transport et d'installation, sa longueur focale est plus courte; de plus, on n'a plus à faire à des étoiles, mais à des sources lumineuses assez intenses; aussi se sert-on de prismes plus dispersifs ou même d'une série de prismes.

Pour utiliser complètement l'ouverture de l'objectif employé, il faut que le prisme ait des dimensions au

moins aussi grandes, et c'est une des causes pour lesquelles le prisme-objectif est de moins en moins employé pour les observations stellaires. On sait, en effet, qu'il est aussi difficile d'obtenir une surface en verre absolument plane qu'une surface sphérique de mêmes dimensions.

Nous avons vu que la longueur du spectre, dans le plan focal du prisme-objectif, peut être assez grande, même avec un angle réfringent petit. Il n'en résulte pas pourtant que le pouvoir séparateur de l'instrument soit considérable, car ce pouvoir séparateur dépend du diamètre angulaire de la source lumineuse, ou plus exactement du diamètre de son image focale. Le calcul de la longueur du spectre obtenu avec un prisme-objectif est très simple. Supposons, par exemple, que l'angle du prisme ne soit que de 12°, et que la différence des indices pour les raies C et G soit 0,03, ce qui a lieu pour le flint-glass; supposons, de plus, que la longueur focale de la lunette soit de 3 mètres. Le prisme étant placé au minimum de déviation pour la région moyenne du spectre ($n = 1,65$), la déviation vaudra 7°48′ et la dispersion entre C et G sera de 22′. Avec la distance focale choisie, cet angle correspondra à une longueur du spectre de 19^{mm} entre les raies C et G, ce qui est bien suffisant pour le photographier ou pour l'observer facilement avec un oculaire assez faible. Mais, pour ce qui est du pouvoir séparateur, il dépend du diamètre angulaire α de l'image focale de la source. Dans le cas des étoiles, nous avons vu que ce diamètre valait :

$$\alpha = \frac{n\lambda}{\pi} \frac{1}{R},$$

R désignant le rayon de l'objectif, n une certaine

constante, λ la longueur d'onde. Or α n'est pas inférieur à $1''$ pour un diamètre de 20 centimètres de l'objectif; encore cette valeur ne s'appliquerait-elle qu'à un objectif absolument parfait et à des images excellentes. La dispersion entre C et G valant dans notre exemple $22'$, on voit que α vaut $\frac{1}{1320}$ de cette valeur, soit environ 1.7 U.A, ou le tiers de la distance qui existe entre les deux raies jaunes du Sodium. Le pouvoir séparateur d'un pareil prisme-objectif sera donc très faible. De plus, l'objectif ne sera pas parfait et les images ne présenteront pas un disque central et des anneaux absolument nets et stables. Le pouvoir séparateur du prisme-objectif sera donc toujours de beaucoup inférieur à sa valeur théorique. Dans le cas de la couche renversante ou de la couronne solaire, le pouvoir séparateur sera encore bien plus faible, et il sera facile de le calculer d'après le diamètre apparent des sources lumineuses.

Le spectre produit par le prisme-objectif est linéaire dans le cas des étoiles; il faudra donc, pour y distinguer des raies, l'élargir au moyen d'une lentille cylindrique, comme nous l'avons vu en parlant des spectroscopes oculaires. On pourrait placer la lentille cylindrique entre l'objectif et son foyer, de manière à ce que ses génératrices soient perpendiculaires à l'arête du prisme; mais cette disposition a l'inconvénient que les défauts de la lentille cylindrique produisent des défauts correspondants de l'image focale, et que ces irrégularités sont augmentées ensuite par le grossissement de l'oculaire. Il vaudra donc mieux placer la lentille cylindrique entre l'œil et l'oculaire; dans ce

cas, il faut mettre les génératrices de la lentille parallèles à la longueur du spectre. Comme la lumière des spectres stellaires est toujours très faible, il faudra élargir le spectre aussi peu que possible, c'est-à-dire juste assez pour que l'on puisse y distinguer les raies transversales. On devra donc avoir, suivant le cas, des lentilles cylindriques de courbures différentes.

S'il s'agit de photographier le spectre, il vaudra mieux ne pas se servir de lentille cylindrique pour l'élargir ; il suffit, en effet, de déplacer légèrement ce spectre linéaire pendant la pose pour obtenir le même résultat. On pourra s'arranger, par exemple, de manière à ce que le spectre soit perpendiculaire à la direction du mouvement diurne ; un changement convenable dans la vitesse du mouvement d'horlogerie produira un déplacement lent et continu de ce spectre sur la plaque photographique perpendiculairement à sa longueur, et par suite permettra d'observer les raies sur le cliché obtenu. Ce système est employé fréquemment, et l'on enregistre ainsi d'un seul coup les spectres de toutes les étoiles contenues dans le champ de la lunette.

Le prisme-objectif, comme tous les prismes, doit être placé dans la position du minimum de déviation, et même, si la dispersion est forte, dans la position correspondant à la partie du spectre étudiée ; le prisme doit donc être fixé devant l'objectif de façon à pouvoir tourner autour d'un axe parallèle à son arête. Dans ce cas, la déviation sera différente pour chaque partie du spectre.

Cette déviation est le grand inconvénient du prisme-objectif, puisqu'elle force à diriger la lunette dans une direction assez éloignée de celle de l'étoile observée.

L'angle de déviation est trop grand pour qu'on puisse le corriger en modifiant la position du viseur; on devra donc tenir compte de cet angle dans le calage même de la lunette, c'est-à-dire disposer l'arête du prisme parallèlement au mouvement diurne, ou, au contraire, perpendiculairement à cette direction, de manière à n'avoir à modifier que le calage en déclinaison ou en ascension droite. Le mieux sera évidemment de ne changer que le calage en déclinaison.

Secchi avait disposé à côté du prisme, qui ne couvrait que la partie centrale de l'objectif, un petit prisme achromatique placé également devant l'objectif. Ce prisme avait une déviation égale à la déviation chromatique moyenne du prisme principal, de telle sorte qu'il servait de viseur pour amener l'étoile cherchée au centre du champ. L'emploi d'un prisme de diamètre plus petit que celui de l'objectif avait d'ailleurs le défaut capital de diminuer la clarté de l'instrument. Il est facile de se rendre compte que si l'on ne diminue pas ainsi l'ouverture de la lunette, le prisme-objectif donne plus de lumière qu'aucun autre appareil spectral monté sur cette lunette, à dispersion égale.

Les difficultés que l'on rencontre pour le calage d'une lunette munie d'un prisme-objectif devaient amener à essayer l'emploi des prismes à vision directe. Mais on sait que dans ces prismes l'angle réfringent doit être bien plus considérable que dans les prismes ordinaires; par suite, on aurait dû employer des morceaux de verre de dimensions considérables et très coûteux à travailler. De plus, le poids de l'appareil, déjà très gênant

quand il s'agit d'un simple prisme mince, aurait rendu l'emploi de ce système complètement impraticable sur des instruments de grandes dimensions.

Dans le cas de la chambre à prisme, comme nous l'avons dit, la déviation est généralement plus considérable parce qu'on emploie surtout cet instrument pour l'observation de spectres brillants, comme le spectre-éclair. Aussi est-on obligé de disposer en avant des prismes une petite lunette formant viseur et dont l'axe optique est parallèle à la direction des rayons incidents. Cette lunette permettra, par exemple, d'amener au centre de la plaque le croissant chromosphérique visible au commencement ou à la fin de la totalité; elle servira aussi à tourner tout l'appareil autour de l'axe optique du viseur, pour rendre l'arête du prisme parallèle à la droite qui joint les cornes de ce croissant.

La lunette-viseur a de plus l'avantage de permettre d'obtenir des spectres de comparaison, et par suite de mesurer les longueurs d'onde, au moins grossièrement. Il suffit pour cela de maintenir pendant la pose le croissant chromosphérique ou la tête de la comète sous le fil du réticule, et d'encadrer le spectre entre deux spectres de comparaison obtenus en plaçant de même une étoile brillante sous le fil du réticule.

Pour éviter l'entrée dans l'instrument de la lumière diffuse venant des autres points du ciel, on a l'habitude de placer aussi avant les prismes un tube sans lentilles que traversent les rayons incidents; c'est sur ce tube que sera montée la lunette qui sert de viseur (fig. 20).

La mise au point, dans l'emploi du prisme-objectif, ne présente pas de difficultés; il suffira de déplacer l'oculaire jusqu'à ce que le spectre linéaire paraisse

le plus mince possible, l'adjonction de la lentille cylindrique entre l'œil et l'oculaire ne changera rien à la mise au point. Théoriquement, la distance focale de l'objectif ne serait pas changée par le fait que les rayons ont traversé le prisme, abstraction faite, bien entendu, des défauts d'achromatisme de l'objectif. En pratique, les faces du prisme ne seront jamais absolument planes: aussi ne devra-t-on pas se contenter, pour photographier le spectre, de mettre simplement la plaque au foyer de la lentille. Il faudra faire des plaques d'essai, en se servant, par exemple, d'une étoile brillante, pour déterminer la distance focale, et, dans le cas d'un achromatisme imparfait ou de l'emploi d'une lentille simple, l'inclinaison à donner à la plaque.

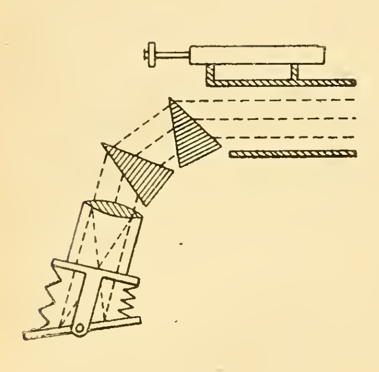


Fig. 20.

Le principe des appareils dont nous venons de parler a été de beaucoup le premier employé en Astronomie. C'est en 1823, en effet, que *Fraunhofer* a fait ses premières recherches sur les spectres des étoiles au moyen d'un prisme-objectif. Il employait un prisme de 60° monté sur un petit théodolite de 3 centimètres d'ouverture. Plus tard, on reconnut la nécessité d'employer des angles réfringents beaucoup plus faibles, et c'est avec un prisme de 12° que *Secchi* fit la plus grande partie de ses travaux. *Pickering* s'est servi de prismes de 15° et, pour obtenir plus de dispersion, il plaçait au besoin plusieurs de ces prismes à la fois devant l'objectif.

La chambre à prisme a été très employée depuis qu'on l'a appliquée à la photographie du *spectre-éclair*, comme nous le verrons plus loin. Le modèle correspondant à la fig. 21 a été employée par *Shackleton,* à la Nouvelle-Zemble, en 1896.

Combinaisons du prisme-objectif et du spectroscope. — Dirigeons une lunette munie d'un prisme-objectif vers le soleil, nous obtiendrons dans son plan focal un *spectre impur,* c'est-à-dire formé par des images de

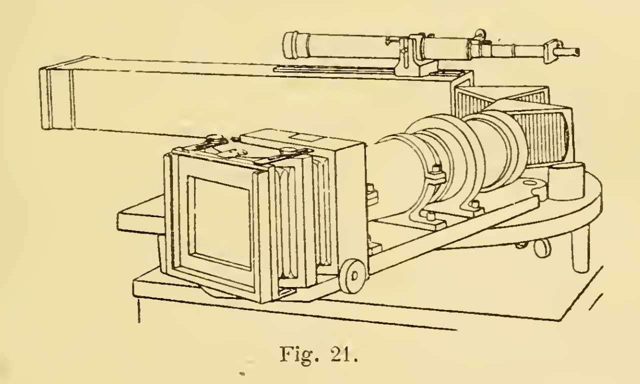


Fig. 21.

toutes les couleurs du soleil, qui chevauchent les unes sur les autres. On sait que Newton fut le premier à observer un pareil spectre. Il recevait sur un prisme de cristal, dans une chambre obscure, le mince faisceau de lumière transmis par un trou percé dans le volet, et découvrit ainsi, en 1668, que l'image ronde et blanche du soleil était transformée, par l'effet du prisme, en une bande colorée arrondie à ses deux extrémités.

D'après les propriétés du prisme-objectif, les protubérances ou, en général, les vapeurs incandescentes de l'atmosphère solaire ne donneront qu'un petit nombre d'images correspondant aux longueurs d'onde des raies

brillantes de leurs spectres. Par exemple, on aura dans le spectre impur une image rouge de la chromosphère projetée sur le disque et des protubérances ; mais cette image, correspondant à la raie C, sera noyée en quelque sorte au milieu du spectre continu. Pourtant la différence d'éclat entre cette image et le fond lumineux qui empêche de la distinguer sera déjà moins grande que celle qui existe entre la chromosphère et le disque de la photosphère, puisque, sur l'image rouge, ne seront superposées que les images correspondant à une portion du spectre continu, et non celles de toutes les couleurs.

Plaçons maintenant un spectroscope dans le prolongement de l'axe optique, de manière que sa fente se trouve dans le plan focal et soit parallèle à l'arête du prisme-objectif, c'est-à-dire perpendiculaire à la longueur du spectre impur. Il est facile de se rendre compte (la remarque en a été faite par *Secchi* et l'explication donnée par *Camphausen*) qu'on verra dans le champ de la lunette du spectroscope non pas un spectre, mais une image ovale du Soleil, comprenant ses taches, etc., et découpée en quelque sorte dans ce spectre. Ce fait tient à ce que les images chromatiques de la fente correspondent chacune à la section faite par cette fente dans l'image ronde et monochromatique de même longueur d'onde du Soleil. Ces images de la fente deviennent donc de plus en plus petites quand la longueur d'onde est plus grande, ou, au contraire, plus petite que la longueur d'onde moyenne. On aura donc une image ovale, ou ronde si les dispersions sont bien choisies, qui s'étendra, par exemple, de la partie rouge à la partie verte du

spectre, si la fente, dans le spectre impur, ne traverse que les images solaires correspondant aux longueurs d'onde comprises entre ces deux couleurs.

Supposons maintenant que, dans le spectre impur, la fente traverse l'image monochromatique du Soleil correspondant, par exemple, à la raie C : on verra dans le spectroscope, à la place correspondant à cette raie, une image rouge des protubérances, exactement comme cela a lieu dans le spectroscope à protubérances. L'appareil n'est, en effet, qu'un spectroscope à protubérances appliqué à l'image rouge des protubérances qui existe dans le spectre impur. Déplaçons la fente sur cette image, nous apercevrons successivement les protubérances tout autour de l'image ovale du Soleil.

Dans le même ordre d'idées, nous avons indiqué l'emploi de la combinaison du prisme-objectif et du spectrohéliographe. Dans ce cas, l'adjonction d'un prisme-objectif a un intérêt pratique. En effet, ce dispositif diminue le rapport des éclats de la photosphère et de l'image de la chromosphère balayée par la première fente. Cet instrument diminuerait donc l'influence de la lumière diffuse.

On peut se rendre compte qu'il serait inférieur au spectrohéliographe à trois fentes pour la suppression de la lumière diffuse, mais qu'il aurait l'avantage de ne présenter qu'une pièce optique de plus que le spectrohéliographe, au lieu de trois, et pas de fente supplémentaire.

M. Deslandres a indiqué récemment un curieux emploi de la combinaison du prisme-objectif et du spectrographe pour obtenir une photographie d'une

comète, uniquement avec la lumière des particules, c'est-à-dire avec la lumière polychrome, et en supprimant les radiations monochromatiques de la partie gazeuse de l'astre. Ce procédé, qui remplit le même but que les écrans colorés dont nous avons parlé, est basé sur la propriété du spectrographe symétrique à trois fentes, déjà utilisée pour le spectrographe polychrome. Un prisme-objectif donne un spectre de la comète où on intercepte par des écrans les images monochromatiques, de manière à ne laisser passer que la partie continue. Puis les rayons traversent un système de prismes et de lentilles symétriques, et viennent se rejoindre en donnant sur la plaque une image de la comète, d'où sont exclues les radiations monochromatiques.

BIBLIOGRAPHIE DU CHAPITRE III

CAZIN. *La Spectroscopie.* Paris, 1878. Gauthier-Villars.

DESLANDRES. *C. R.*, CXIII, 1891, p. 307; CXIV, 1892, p. 276; CXVII, 1893, p. 716; CXXIX, 1899, p. 1222; CXXXV, 1902, p. 500; CXXXVIII, 1904, p. 1375; CXLV, 1907, p. 1108. *B. A.*, XXII, 1905, p. 315 et 339.

DONITCH. *Bulletin de l'Acad. impér. de Saint-Pétersbourg* (5e série), XIX, 1903.

HALE. *Astronomy and astrophysics*, 1892, p. 24; 1893, p. 64. *Public. of the Yerkes Observatory*, III, part. 1, p. 1. *A. J.*, XXIII, 1906, p. 54; XXV, 1907, p. 311.

JANSSEN. *C. R.*, LXVIII, 1869, p. 713.

MILLOCHAU et STEFANIK. *C. R.*, CXLII, 1906, p. 825. *A. J.*, XXIV, 1906, p. 42.

NODON. *C. R.*, CXLI, 1905, p. 1010.

SALET (P.). *B. A.*, XXV, 1908, p. 135.

SAUVE. *Memorie della S. d. spettroscopisti italiani*, XXXIII, 1904.

SECCHI. *Le Soleil.* Paris, 1878. Gauthier-Villars. *A. C. P.*, XXVI, 1872, p. 276.

CHAPITRE IV

MESURES ET ÉTALONS DE LONGUEURS D'ONDE. RÉSEAUX.

Nous arrivons maintenant au problème principal de l'astrospectroscopie, c'est-à-dire à la détermination de la valeur des longueurs d'onde. Nous aurons donc à parler des réseaux et des spectroscopes interférentiels, et cela d'ailleurs très brièvement; car, bien que ces instruments aient été surtout appliqués à l'étude du spectre solaire, dont les lignes avaient d'abord été prises pour étalons, ce sujet se rapporte maintenant bien plus à la physique qu'à l'astrospectroscopie. Mais, auparavant, nous allons étudier les méthodes *différentielles* qui servent le plus souvent en Astronomie à rapporter les raies du spectre à d'autres dont on connaît les longueurs d'onde. Ces méthodes peuvent se séparer en deux groupes principaux :

1° Connaissant les longueurs d'onde d'une ou de plusieurs raies du spectre étudié, calculer par interpolation celles des raies inconnues. Cette première méthode s'appliquera, par exemple, aux spectres de la

chromosphère ou du spectre-éclair dans l'observation des éclipses totales; car on reconnaîtra facilement dans ces spectres, et sans doute possible, les raies de l'hydrogène et les raies H et K du calcium.

2° Comparer les positions des raies du spectre étudié à celles d'un spectre auxiliaire connu. C'est ce procédé qu'on emploie notamment pour apprécier les petits déplacements des raies stellaires par rapport aux raies d'un tube de Geissler à hydrogène, ou par rapport aux raies du fer, dans le cas de déplacements dus à l'effet du principe de Doppler-Fizeau.

Ces deux méthodes s'appuient sur la mesure des positions des raies dans le spectre, c'est-à-dire sur la comparaison des distances des raies connues et inconnues. Ces mesures s'effectuent au moyen d'un micromètre filaire, dans le cas de l'observation visuelle, et d'une machine à mesurer, quand il s'agit d'un cliché photographique. L'emploi d'une échelle divisée brillante au lieu du micromètre filaire, bien que remplissant le même but, est abandonné en Astronomie, parce qu'il ne se prête pas à des mesures assez exactes. Enfin nous citerons pour mémoire les micromètres à demi-lentilles ou à double image, qui peuvent être employés au même usage.

19. **Formules d'interpolation.** — Nous avons vu, dans le premier chapitre, que les rayons de différentes longueurs d'onde sont inégalement déviés par le prisme, c'est-à-dire que l'indice de réfraction de la substance du prisme est différent pour les différentes longueurs d'onde. On peut donc dire que l'indice est fonction de la longueur d'onde. Cette fonction est d'ailleurs uniformément croissante quand la longueur

d'onde décroît, si l'on prend, comme cela a toujours lieu, une substance ne présentant pas la dispersion anomale. D'autre part, la distance d'une raie à un point fixe du spectre est une fonction de l'indice, et par suite une fonction de la longueur d'onde. Pour connaître cette fonction, on devra connaître :

1° La relation qui lie la distance à l'indice de réfraction;

2° Celle qui lie l'indice à la longueur d'onde.

La première relation est d'ordre purement géométrique et est donnée immédiatement par les formules du prisme. La seconde est à la fois une question de physique expérimentale et de physique théorique; cette relation dépend de la nature du corps réfringent, et il existe un grand nombre de formules permettant d'exprimer, avec plus ou moins d'exactitude, l'indice de réfraction en fonction de la longueur d'onde et de certains coefficients que l'on doit déterminer expérimentalement. En fait, si les raies à mesurer ne sont pas trop éloignées, et ce sera toujours le cas quand on emploiera les méthodes différentielles, on ne cherchera pas à connaître la fonction compliquée qui lie la déviation à la longueur d'onde; on supposera que, dans le voisinage du point considéré, cette fonction est simple, c'est-à-dire que l'on confondra, suivant le cas, la courbe avec sa tangente, son cercle osculateur ou une conique osculatrice.

Par exemple, suivant la formule de *Cornu*[1], on admettra que la courbe qui représente la déviation D en fonction de λ est sensiblement une hyperbole équi-

[1] Voir G. Salet, *Traité de spectroscopie*, p. 75.

latère, dont les asymptotes sont parallèles aux axes de coordonnées; on posera donc :

$$(D - D_0)(\lambda - \lambda_0) = c^2.$$

et, pour obtenir les coefficients D_0, λ_0, c, on remplacera successivement D et λ par trois couples de valeurs correspondantes connues; on aura ainsi trois équations à trois inconnues faciles à résoudre.

Cette formule dérive de la formule plus exacte donnée par *Hartmann*[1] :

$$(n - n_0)(\lambda - \lambda_0)^\alpha = c_1^2,$$

qui lie non plus la déviation, mais l'indice de réfraction n à la longueur d'onde. Dans le cas du verre, on a : $\alpha = 1{,}2$; on peut donc l'égaler sensiblement à l'unité. De plus, si on suppose que le prisme est mis, pour chaque couleur, au minimum de déviation, la déviation est égale évidemment, à une constante près, au double de l'angle d'incidence. D'autre part, le sinus de l'angle d'incidence est proportionnel à n, puisque l'angle de réfraction dans le prisme est constant; par suite, dans la mesure où l'on peut confondre la valeur de l'arc avec celle de son sinus, on peut changer dans la formule n en D, on retombe alors sur la formule de Cornu. Si le prisme n'est au minimum de déviation que pour une des raies voisines mesurées, la déviation, restant toujours très proche de son minimum, est très voisine de celle qu'on aurait eue en plaçant le prisme au minimum de déviation; par suite, une formule de la forme $n = f(\lambda)$ est encore valable, avec

[1] *A. J.*, VIII, 1898, p. 218.

ce degré assez large d'approximation, si l'on remplace n par D, et si l'on change seulement la valeur des coefficients.

Il existe un grand nombre de formules de ce genre; mais il vaudra mieux, si l'on veut obtenir plus de précision, ne faire aucune hypothèse sur la nature analytique de la courbe, et la déterminer expérimentalement en cherchant, pour un grand nombre de raies connues, la déviation correspondante. On pourra choisir alors entre deux méthodes :

1° *Tables numériques.* — On formera une table donnant, pour des valeurs entières successives de λ, les divisions correspondantes du micromètre, ou bien encore les valeurs entières de ces divisions et les longueurs d'onde qui leur correspondent. Pour cela, on observera des raies connues, et on extrapolera, au moyen d'une des formules dont nous avons parlé, pour passer aux valeurs entières de λ voisines. Il faudra que les différences successives entre les valeurs des divisions, par exemple, varient assez peu pour que l'on n'ait pas à tenir compte des différences secondes dans l'interpolation.

2° *Méthode graphique.* — On tracera, sur une feuille de papier quadrillé au millimètre, une courbe correspondant à la table précédente; il suffira alors de faire une interpolation à vue pour trouver la longueur d'onde cherchée.

Dans ces deux méthodes, il faut reconnaître dans le spectre les raies que l'on prendra pour étalons. Dans le spectre visuel, cela n'offre pas de difficultés; car les raies de Fraunhofer, par exemple, sont bien faciles à identifier avec un dessin quelconque du spectre solaire.

Il n'en est pas de même pour l'ultra-violet, où il serait difficile de trouver les noms des raies du spectre solaire ; on devra alors se servir d'un spectre simple, dont on pourra facilement reconnaître les raies.

On pourra se servir d'un spectre du cadmium, comparé à un atlas[1]. Pour obtenir un pareil spectre, il suffit de mettre des fragments de cadmium métallique dans la partie creuse du charbon inférieur de l'arc électrique et de faire tomber l'image de l'arc sur la fente au moyen d'une lentille de quartz.

20. **Mesure des déviations.** — La mesure visuelle de la position des raies peut se faire par deux méthodes :

1° La lunette du spectroscope, munie d'un réticule, possède un mouvement de rotation autour d'un axe parallèle à l'arête du prisme ; dans ce cas, on mesure la déviation elle-même sur un cercle divisé, ou au moyen du tambour d'une vis de rappel à mouvement lent.

2° La lunette comporte un micromètre filaire, et la mesure, qui donne alors la tangente de la déviation, s'effectuera comme toutes les mesures de ce genre, mais pourra présenter certaines particularités. Dans le prisme-objectif, par exemple, on se sert du micromètre même de l'équatorial, ce qui est avantageux, car ce micromètre est très bien étudié. On pourrait aussi, mais ce procédé n'a évidemment qu'un intérêt historique, se servir, comme l'a fait Secchi, du mouvement diurne pour évaluer, par passages, la distance des raies du spectre. La position des fils doit être modifiée,

[1] Par ex., Hagenbach et Konen. Édit. franç., Paris, Masson.

car il faut employer une croix (croix de Saint-André) formée par deux fils d'araignée, et non des fils parallèles aux raies; la superposition d'un fil sur une raie est en effet très peu sûre. Le pointé de la raie entre deux fils parallèles, comme on le fait pour la lecture des cercles des instruments méridiens, pourrait peut-être être employé.

Dans le cas des spectres faibles, les fils noirs fins ne se voient plus dans le champ de la lunette, et l'on emploiera des fils brillants ou d'autres dispositifs (pointes, gros fils, etc.) calqués sur ceux dont on se sert en Astronomie pour l'observation des objets faibles. On recommande de se servir de verres de couleur pour rapprocher, autant que possible, la couleur des pointes ou des fils brillants de celle de la partie du spectre observée, car il est très difficile de faire de bons pointés avec des objets de couleurs différentes.

Quand le spectre est très peu lumineux, on aura avantage à employer certains dispositifs permettant de ne pas éblouir l'œil par la lecture du tambour divisé; on se servira par exemple, comme on l'a fait pour les observations de petites planètes aux instruments méridiens, d'un marqueur, c'est-à-dire d'une pointe enduite de couleur, qu'un bouton, muni d'un ressort de rappel, appuie par la pression du doigt sur le tambour divisé. On pourra aussi, si l'on désire moins de précision, employer l'appareil suivant, dû à *Browning* :

La vis micrométrique, placée au-dessous du centre du champ, dépasse la boîte du micromètre du côté opposé au tambour, et porte un petit chariot muni d'un traceur très léger. Ce traceur se déplace devant

une plaque de verre enduite de noir de fumée et fixée à la boîte du micromètre. Ce procédé permet de tracer sur la plaque des lignes correspondant aux positions de toutes les raies du spectre.

Si l'on a observé photographiquement, la mesure se fera, par exemple, en plaçant le cliché sur un chariot mû par une vis micrométrique devant un microscope muni d'un réticule. Il faut remarquer que le grossissement devra être assez faible, et qu'une simple loupe suffira dans beaucoup de cas, car avec un grossissement trop fort on ne voit plus les raies, mais seulement les grains de la gélatine. Si l'on veut comparer la photographie d'un spectre inconnu à celle d'un spectre de comparaison, on mettra les deux clichés sous le microscope de la machine à mesurer, en ayant soin, bien entendu, de les placer gélatine contre gélatine.

21. **Spectres de comparaison.** — Pour la comparaison visuelle, il faudra que le spectre de comparaison soit juxtaposé, ou mieux formé de deux parties placées de chaque côté du spectre étudié. Nous avons vu, en parlant des instruments, les dispositifs de miroirs ou de prismes à réflexion totale placés devant la fente qui permettent d'atteindre ce résultat.

Nous devons rappeler ici ce que nous avons dit (p. 74) sur la mise au foyer de la fente du spectroscope quand il s'agit d'une étoile. Nous avons vu que, dans ce cas, la véritable source de lumière n'est pas la fente, mais un point qui peut en être assez éloigné par suite de la difficulté qu'il y a à effectuer exactement la mise au foyer. D'autre part, pour la source de comparaison, c'est la fente elle-même qui doit être

considérée comme la source lumineuse; il en résulte qu'il peut y avoir une distance appréciable entre le plan où se produit le spectre stellaire et celui du spectre de comparaison. On sait que cette différence introduit dans les pointés des erreurs importantes, dites « erreurs de parallaxes ». Nous avons étudié ces erreurs dans le cas analogue des pointés faits avec une lunette astronomique, et montré que ces erreurs dépendent avant tout de la position de l'œil devant l'oculaire et que, par suite, elles peuvent avoir la même importance au centre du champ que sur les bords. En fait, la méthode des spectres de comparaison, bien que très simple en théorie, est pratiquement soumise à beaucoup de précautions. Par exemple, pour éviter toute dissymétrie entre les trajets des rayons lumineux du spectre étudié et ceux de la source de comparaison, il faut placer celle-ci sur l'axe même du collimateur, en couvrant le point de la fente où se produit l'image stellaire pendant la pose du spectre de comparaison. On se sert généralement de tubes de Geissler ou d'étincelles électriques éclatant entre des électrodes métalliques.

Si l'on veut comparer la photographie d'un spectre à celle d'un spectre de comparaison, il faudra veiller à ce que ce second cliché ait été pris dans des conditions identiques au premier. La température, notamment, doit être la même dans les deux cas, et l'on pourra bien comparer un spectre stellaire à celui d'une étoile connue ou à celui de la Lune, mais non au spectre du Soleil.

Dans la mesure très délicate des déplacements des raies sous l'influence du principe de Doppler-Fizeau,

on ne pourra même pas admettre que la température est la même pour la pose du spectre stellaire et pour celle du spectre de comparaison, bien que celle-ci soit faite aussitôt après la première et sur la même plaque, et bien que l'on emploie, comme nous l'avons vu (p. 30), tous les artifices possibles pour empêcher la température du spectroscope de varier. Cette influence de la température ne se fait pas sentir sur l'angle des prismes, du moins si leur matière est parfaitement homogène, mais sur leur indice de réfraction, qui varie avec la densité du corps. On trouvera dans les traités de Physique l'étude des variations de l'indice et de la dispersion avec la température. Qu'il nous suffise, pour montrer l'importance de ces variations, de donner ici, suivant *Scheiner*, le tableau des déviations et de leur changement sous l'influence de la température pour un prisme en flint lourd de 60° d'ouverture. On a, pour les trois raies du spectre solaire B, F et *h*, les déviations suivantes :

$$50^\circ 24' 35'',7 + 1'',71 t;$$
$$52\ \ 33\ \ 29,2 + 2,42 t;$$
$$54\ \ 33\ \ 42,0 + 3,28 t.$$

On voit qu'une variation de température de 0°,01 change la déviation, pour la raie F, de 0″,024, ce qui correspond à une variation de longueur d'onde de 0,005 UA, c'est-à-dire, si l'on mesure, comme nous le verrons, la vitesse radiale par le déplacement des raies, à une erreur de $0^k,3$ par seconde sur la vitesse observée. On devra donc se servir d'un thermomètre très sen-

sible, et faire les observations de manière à ce qu'on puisse admettre que ces variations s'effectuent proportionnellement au temps.

22. **Mesures absolues de longueurs d'onde.** — Dans tous les appareils que nous avons décrits, la dispersion était obtenue au moyen de prismes. On sait qu'on peut se servir, dans le même but, de *réseaux*, c'est-à-dire de lames de verres ou de miroirs sillonnés de traits parallèles extrêmement rapprochés et obtenus à l'aide d'un burin en diamant. Ces instruments perdent beaucoup de lumière, parce que celle-ci est employée, en grande partie, à donner une image blanche et simple de la fente, et que le reste est réparti sur un grand nombre de spectres; les réseaux donnent aussi beaucoup de lumière diffuse, aussi leur emploi en astronomie est-il limité en général à l'étude du spectre du Soleil et des autres sources lumineuses intenses, telles que la chromosphère ou la couche renversante. Mais les réseaux ont l'avantage que leur mode de dispersion est toujours identique, et que l'on peut s'en servir pour déterminer la longueur d'onde par une formule simple de la forme $\lambda = a \sin \Delta$, Δ représentant la déviation et a la distance des traits du réseau. Nous n'avons pas à donner ici la théorie des réseaux; mais nous allons dire un mot de la mesure pratique des longueurs d'onde telle qu'elle a été effectuée, par exemple, pour le spectre solaire, par Angström.

L'instrument se compose d'un théodolite, dont le cercle azimutal est très bien étudié, et d'un réseau placé sur une plate-forme tournante parallèle au cercle. Le collimateur est fixe, et la lecture de la position de la lunette se fait au moyen de deux microscopes. Les

réseaux employés par Angström avaient environ 150 traits par millimètre; les réseaux actuels, par exemple ceux faits en Amérique par *Rowland*, comptent de 550 à 750 traits au millimètre. Si l'on regarde dans la lunette du spectroscope à réseau, on observe que les spectres ont leurs couleurs disposées en sens inverse de celui que donnerait un prisme, le violet étant le moins dévié. Le violet du spectre du deuxième ordre est distinct du rouge du spectre du premier ordre, le violet du troisième ordre fait suite immédiatement au rouge du deuxième ordre, et ensuite chaque spectre empiète de plus en plus sur le précédent, ce qui fait que la raie D, par exemple, dans le spectre solaire, se détachera sur des couleurs diverses résultant de la superposition de couleurs appartenant à des spectres d'ordres différents. Cette superposition de plusieurs spectres est une gêne pour l'étude des spectres d'ordre élevé; on peut y échapper en interposant un prisme à arête parallèle à la longueur du spectre pour séparer les différents spectres, ou en se servant d'écrans colorés.

Pour déterminer la longueur d'onde d'une raie avec un réseau sur verre, on fera tourner le réseau de manière à ce que cette raie soit au minimum de déviation, comme nous l'avons vu pour les prismes. On aura eu soin de choisir cette raie dans le spectre de l'ordre p le plus élevé possible; on amène le réticule à coïncider avec la raie pour la position du minimum de déviation, et, pour ne pas avoir à déterminer la position de la lunette qui correspond au zéro de la déviation, on recommence l'opération de l'autre côté avec le spectre symétrique d'ordre p. Soit 2Δ la diffé-

rence des lectures obtenues pour les deux positions de la lunette, a la distance des traits, on a :

$$\lambda = \frac{2a}{p} \sin \frac{\Delta}{2}.$$

Si l'on se sert de réseaux tracés sur un miroir et non de réseaux transparents, cette méthode n'est plus applicable, car il ne se produit plus de retour de l'image correspondant à un minimum de déviation. Dans ce cas, on laissera le réseau perpendiculaire au collimateur, et l'on obtiendra la longueur d'onde par la formule $\lambda = \frac{a}{p} \sin \Delta$, ou plutôt :

$$\lambda = \frac{a}{p} \sin \frac{1}{2} (\Delta_1 + \Delta_2),$$

Δ_1 et Δ_2 désignant les déviations obtenues dans deux positions symétriques de la lunette.

Les unités employées pour mesurer les longueurs d'onde sont le *micron* μ (10^{-3}mm.), le millième de micron $\mu\mu$ (10^{-6}mm.) et *l'unité d'Angström* U. A (10^{-7}mm.). Cette dernière unité, qui est la plus employée aujourd'hui par les physiciens, correspond au quatrième chiffre significatif des longueurs d'onde dans le spectre visuel.

L'emploi des réseaux prit une grande extension, lorsqu'en 1883 *Rowland* eut l'idée de remplacer le réseau plan par un réseau tracé sur une surface concave réfléchissante. Ce dispositif a l'avantage de permettre de photographier les spectres sans que leurs

rayons aient traversé des lentilles et des prismes, qui absorbent toujours plus ou moins les radiations; c'est par cette méthode que Rowland a obtenu ses tables de longueur d'onde, qui font époque dans l'histoire de la spectroscopie.

La mesure des longueurs d'onde au moyen des réseaux est influencée par les changements de température et de pression, qui font varier la densité de l'air et par suite la longueur d'onde considérée, et par les dilatations de la substance du réseau. Nous ne pouvons étudier ici ces corrections, qui valent, d'après *Scheiner* :

$$1,59(b - 760) + 32,74(t - 16),$$

ces corrections étant appliquées à la septième décimale du logarithme de la longueur d'onde, et b et t désignant les pressions et les températures exprimées respectivement en millimètres et en degrés. Ce calcul a été fait pour un réseau en verre; il serait différent avec un métal dont le coefficient de dilatation est différent.

23. **Étalons de longueurs d'onde.** — La mesure exacte des longueurs d'onde de certaines raies du spectre solaire ou de l'arc électrique, dans le but de créer des étalons pour les mesures différentielles, a été tentée, depuis l'invention du spectroscope, par de nombreux observateurs. Cette recherche est en effet d'une extrême importance, tant pour les chimistes et les physiciens que pour les astronomes. Pour se rendre compte des divergences et de la précision croissante de ces mesures, nous donnons en unités d'Angström

quelques valeurs trouvées pour les deux raies jaunes du sodium à différentes époques :

Fraunhofer[1]	5888	— 5896
Angström[2]	5889	— 5895
Ditscheiner[3]	5898,9	— 5905,3
Van der Willigen[4]	5892,6	— 5898,6
Rowland	5890,12	— 5896,08
Pérot et Fabry	5889,964	— 5895,930

Toutes ces mesures, sauf la dernière, ont été faites au moyen de réseaux, mais la précision des premières ne dépassait pas 1 à 5 U. A, tandis que la précision des mesures de Rowland s'élevait à 0,01 U. A, et même peut-être 0,001, ce qui correspond à $\frac{1}{5 \times 10^6}$ de la longueur d'onde.

Les tables de longueur d'onde données successivement par Rowland sont les suivantes :

I. *Americ. Journal*, XXXIII, 1887, p. 182; *Phil-Magaz.*, XXIII, 1887, p. 257.

II. *John Hopkins University's Circulars*, LXXIII; *Phil-Magaz.*, XXVII, 1889, p. 479.

III. *Astronomy and astrophysics*, XII, 1893, p. 321; *Phil-Magaz.*, XXXVI, 1893, p. 49.

IV. *Astrophysical Journal*, I, II, III, 1895, 1896.

La première de ces tables est basée sur la valeur 5896,080 de la raie D_1, déterminée par Bell[5], et les

[1] Gilbert's, *Annalen der Physik*, t. XIV, p. 559.
[2] *Recherches sur le spectre solaire*. Upsal, 1868.
[3] *Wiener Berichte*, t. LII, p. 289.
[4] *Archives du Musée Teyler*, t. I, p. 1.
[5] *Americ. Journal*, XXXIII, 1887.

autres sur la moyenne 5896,156 des meilleures déterminations faites à cette époque[1].

Dans les mémoires antérieurs à Rowland, les longueurs d'onde sont rapportées aux systèmes d'étalons désignés sous les noms de *Système de Postdam*, d'*Angström*, etc.

Il en résulte des divergences qui n'ont pas une grande importance; car, en Astronomie, on cherche moins la valeur exacte des longueurs d'onde que l'identification des radiations à celles du Soleil ou des spectres de comparaison. En comparant les longueurs d'onde de 127 lignes déterminées par Müller et Kempf (système de Potsdam) et celles observées par Rowland, Müller[2] trouva que le facteur permettant de passer des chiffres du premier système au second valait $\frac{0,110}{5600}\lambda$. Nous donnons, pour les différentes longueurs d'onde, la correction permettant de passer du système d'Angström ou de Potsdam à celui de Rowland. Les corrections sont exprimées en unités d'Angström :

λ	CORRECT. ROWLAND-ANGSTRÖM	CORRECT. ROWLAND-POTSDAM	λ	CORRECT. ROWLAND-ANGSTRÖM	CORRECT. ROWLAND-POTSDAM
6800	+1,14	−0,134	5200	+0,90	−0,102
6400	+1,08	−0,126	4800	+0,82	−0,094
6000	+1,01	−0,118	4400	+0,75	−0,087
5600	+0,95	−0,110	4000	+0,68	−0,079

[1] Bell., *Americ. Journal*, XXXV, 1888; Peirce, *Astr. and Astroph.*, XII, etc.

[2] *Publicationen Potsdam*, 27, vol. VIII.

La précision des mesures a été encore augmentée depuis cette époque par l'invention du *spectroscope à échelons* de *Michelson*, puis par l'emploi de nouvelles méthodes basées sur l'observation d'interférences de rayons ayant une grande différence de marche, et dues à *Michelson* et à MM. *Pérot et Fabry*. Ces dernières méthodes ont permis d'attaquer le problème dans des conditions toutes différentes, et de mettre ainsi en évidence les erreurs systématiques qui restaient dans les autres déterminations.

Nous n'avons pas à donner ici la théorie du spectroscope à échelons ni celle des spectroscopes interférentiels, dont on trouvera l'étude, pour la première, dans l'ouvrage de *Watts*[1], et, pour la seconde, dans les *Annales de Chimie et de Physique* (7), XVI, 1899.

Ces méthodes ont été employées pour comparer la longueur d'onde d'une radiation bien déterminée à la longueur du mètre normal. Le premier travail de ce genre a été fait par *Michelson*. La raie choisie était la raie rouge de cadmium, qui a une constitution très simple et n'a pas l'inconvénient de se dédoubler ou de s'élargir en donnant une suite de cannelures, comme le font la plupart des raies avec des appareils aussi dispersifs. De plus, cette raie est toujours constante et simple dans toutes les conditions physiques que l'on a pu imaginer.

Ces qualités ont fait préférer les raies d'une source terrestre à celles du Soleil; aussi, depuis cette époque, le spectre solaire est-il complètement abandonné, en tant qu'étalon de longueur d'onde. Le sujet dont nous

[1] *An Introduct. to the Study of Spectrum Analysis*. London, 1904. Longmans.

nous occupons a donc passé de l'Astronomie à la Physique proprement dite. Le spectre solaire présentait, en effet, de multiples inconvénients. Tout d'abord, la position des raies est altérée, en vertu du principe de Doppler-Fizeau, par la rotation de l'astre et par le mouvement de la Terre; de plus, même en faisant ces corrections, la position des raies est loin d'être fixe, comme nous le verrons plus loin; enfin, en Astronomie comme en Physique, on se sert surtout, comme spectres de comparaison, de la lumière d'un gaz illuminé électriquement. On a donc été amené à prendre pour source de comparaison la lumière de l'arc électrique, qui a de plus l'avantage qu'on peut observer et expérimenter les diverses causes d'erreurs qui peuvent changer la longueur d'onde des raies.

La nécessité de recourir à cette nouvelle source de comparaison a été bien mise en évidence par le fait que Jewell en 1896, Kayser en 1900, et enfin MM. Pérot et Fabry en 1902, ont démontré que le *système* de Rowland présente des erreurs systématiques sensibles. Rowland pensait à tort que les longueurs d'onde, dans le spectre solaire et dans l'arc électrique, devaient être identiques, et attribuait à des erreurs accidentelles les petites différences qu'il avait observées. De plus, même par rapport au spectre normal du Soleil, les nombres de Rowland présentent des erreurs systématiques fonctions de la longueur d'onde et atteignant, d'après MM. Pérot et Fabry, le cent millième, tandis que les erreurs accidentelles ne dépassent pas le millionième, précision qu'il est difficile de surpasser, même avec des instruments plus modernes.

Nous donnons, pour quelques raies du fer, les

valeurs R des longueurs d'onde d'après Rowland, les valeurs P d'après MM. Pérot et Fabry, enfin la quantité $B = 10^7 \times (r - 1)$, r désignant le rapport $\frac{R}{P}$:

B	R	P	B	R	P
344	473 696	680	374	550 700	679
350	485 993	976	381	558 699	678
326	500 204	188	371	576 322	300
361	543 474	454	335	606 571	551

Devant ces divergences, on a été obligé de créer un nouveau *Système normal de longueurs d'onde*, d'après lequel on puisse établir une table de corrections des nombres de Rowland, permettant ainsi d'utiliser le travail colossal que représente cette détermination des longueurs d'onde de 20 000 raies environ. Au congrès d'Oxford, l'*Union pour les études solaires* a pris des résolutions dans ce sens. En 1907, au congrès de Meudon, on a décidé de prendre comme longueur d'onde de la raie rouge du cadmium la valeur

$$\lambda = 6438,4696 \text{ U. A}$$

étant entendu qu'il s'agit de tubes à électrode contenant de l'air sec à 15° et à la pression de 760 millimètres. Cette valeur, obtenue par MM. Pérot, Fabry et Benoît, est très voisine de celle donnée par Michelson, corrigée de l'influence du degré hygrométrique, et a été confirmée par les mesures de Kayser avec une précision de 0,001 ou 0,002 de l'unité d'Angström. MM. Fabry et Buisson ont rapporté à l'étalon primaire, par la méthode interférentielle, des étalons secondaires dont la distance ne dépasse pas 50 U. A;

plus tard, on déterminera des étalons tertiaires, par interpolation entre les étalons secondaires, de manière à avoir des points de repère dans le spectre distants au plus de 10 U. A.

L'unité définie par la détermination de la longueur d'onde de la raie rouge du cadmium se confond, avec la précision des méthodes actuelles, avec le dix-millionième de millimètre. On aurait pu, et on arrivera peut-être un jour à cette solution, prendre cette unité comme base du système de mesure, c'est-à-dire la considérer comme invariable, et s'en servir pour mesurer les longueurs des mètres étalons.

Apparences des raies spectrales. — Pour avoir une description complète d'un spectre lumineux, il ne suffit pas de connaître les longueurs d'onde des diverses radiations qui le composent; il faut encore donner l'intensité et la largeur des raies, ou plutôt l'intensité pour les diverses longueurs d'onde voisines du centre de la raie. On devra donc construire de véritables courbes de l'intensité en fonction de la longueur d'onde; si on néglige la largeur, on se contentera d'indiquer sur le dessin, par un trait plus haut, les lignes plus intenses. Nous renvoyons pour ce sujet aux ouvrages spéciaux, notamment à H. Kayser, t. II, ch. VI, *Das Aussehen der spectrallinien;* car cette étude rentre dans la spectroscopie générale, plutôt que dans l'astrospectroscopie.

BIBLIOGRAPHIE DU CHAPITRE IV

ANGSTRÖM. *Recherches sur le spectre normal du Soleil.* Upsala, 1868. W. Schultz.

DESLANDRES. Causes d'erreurs dans la recherche des vitesses radiales. *B. A.*, XV, 1898, p. 49.

FABRY (Ch.). Sur l'application au spectre solaire des méthodes de spectroscopie interférentielle, *C. R.*, CXL, 1905, p. 1136.

FABRY (Ch.) et PÉROT (A.). Mesures des longueurs d'onde en valeurs absolues. *A. C. P.*, (7), XXV, 1902, p. 98.

MASCART. *Annales de l'École normale*, IV, 1868.

MICHELSON. *Mémoires du Bureau international des Poids et Mesures,* XI; *J. P.*, (3), III, 1894, p. 5; VIII, 1899. p. 305.

ROWLAND. Concave gratings for optical purposes. *Amer. Journ.*, (3), XXVI, 1883.

PÉROT (A.) et FABRY (Ch.). Rapports dans les *Trans. of. internat. Union for cooperation in Solar Research.*, vol. I et II. Manchester, 1906 et 1908. Univers. Press; voir aussi : *A. J.*, 1902, 1903, 1904, *passim.*

CHAPITRE V

CAUSES PHYSIQUES AMENANT DES CHANGEMENTS DANS L'APPARENCE OU DANS LA POSITION DES RAIES SPECTRALES.

Dans les chapitres précédents, nous avons appris à mesurer la position des raies et à observer leur configuration; nous allons maintenant passer très rapidement en revue les différentes causes qui peuvent les modifier. Cette étude doit permettre d'abord de reconnaître la nature chimique du corps qui émet une radiation donnée, malgré les variations éprouvées par ses raies; on peut aussi de cette manière, si l'on est sûr de connaître la nature chimique du corps considéré, déterminer, au moyen des variations des raies, les causes physiques qui en ont fait changer l'apparence. Ce deuxième problème est le plus important en Astronomie; il permet, en effet, de ramener la recherche des températures, des pressions ou des autres phénomènes qui se produisent dans les étoiles, à des recherches de laboratoire. Il suffit de trouver expérimentalement les conditions qui font éprouver aux raies telles variations observées dans le ciel, pour

déterminer la cause physique qui a produit ces variations dans le spectre de l'astre.

24. **Influence du mode de production, de la température, de la densité sur l'apparence des raies.** — C'est un fait bien connu que la largeur et l'apparence des raies, ainsi que leur nombre, changent, pour un même corps, avec la nature de la source de lumière. Dans le cas du *spectre de flamme*, c'est-à-dire d'une flamme de Bunsen, par exemple, colorée par un sel métallique, la largeur des raies dépend à la fois de la température, de la richesse en sel métallique et de l'épaisseur de la flamme. Les raies sont même souvent spontanément renversées, c'est-à-dire présentent en leur milieu une raie sombre et fine due, comme nous l'avons déjà dit, à l'absorption des radiations par l'enveloppe de vapeurs métalliques plus froides qui entourent la flamme.

Le spectre de *l'arc électrique* est différent du spectre de flamme; les intensités relatives des différentes raies ne sont pas les mêmes. En général, un accroissement de densité de la vapeur produisant les raies augmente leur largeur; cet élargissement est symétrique de chaque côté de l'axe de la raie; parfois un des côtés est plus élargi, et ce fait se produit généralement du côté rouge. *Huggins* avait déjà remarqué, en 1863, que la quantité de calcium faisait varier la largeur des raies H et K, et que, si cette quantité devenait très faible, les autres raies du calcium disparaissaient, tandis que H et K restaient visibles, mais fines. Nous verrons à propos de la chromosphère, où les raies H et K sont généralement seules visibles, le parti que l'on peut tirer de ces expériences. Dans l'arc électrique, si l'on dispose

la fente du spectroscope perpendiculairement à l'arc, comme l'a fait Lockyer, les lignes n'ont pas toutes la même longueur, ce qui prouve que le spectre de la vapeur métallique ne contient pas les mêmes raies dans toute la région environnante (fig. 22).

Le spectre de *l'étincelle électrique* est encore différent pour un même élément. Par exemple, la ligne 4481 du magnésium n'est pas visible dans l'arc et ne peut



Fig. 22.

être produite que par l'étincelle à haute tension, tandis que la ligne 4352 du même corps est faible dans l'étincelle, où son intensité est représentée par le chiffre 2, et forte, au contraire, dans l'arc, où son intensité vaut 8. Or on admet que l'étincelle électrique est plus chaude que l'arc; on voit donc l'importance de ces expériences pour les questions astronomiques, et nous verrons, en effet, qu'on s'est basé sur la présence de l'une ou de l'autre de ces raies pour déterminer la température relative de certaines classes d'étoiles. Dans l'étincelle, les lignes sont déplacées légèrement vers le rouge, ce qu'on peut expliquer par une augmentation de pression due à la décharge, comme nous le verrons

tout à l'heure; la différence entre les positions des raies dans l'arc et dans l'étincelle correspond à des pressions de 20 à 30 atmosphères. Voici les longueurs d'onde de quelques raies du calcium observées dans l'arc et dans l'étincelle électrique.

ARC	ÉTINCELLE
3737,08	3737,25
3181,39	3181,51
3179,48	3179,60
3158,99	3159,11

Le spectre de l'étincelle peut aussi être modifié par la nature de la décharge. La raie 4481 du magnésium, par exemple, a des aspects très variés suivant le mode de production de l'étincelle; *Huggins* a fait à ce sujet de nombreuses expériences de laboratoire pour trouver les conditions reproduisant les apparences de cette raie observée dans les spectres stellaires. Lorsqu'on intercale une self-induction dans le circuit de décharge du condensateur, pour obtenir une étincelle oscillante, les raies courtes de l'étincelle ordinaire disparaissent et les raies de basse température données par l'auréole de l'étincelle deviennent plus vives. Les recherches effectuées dans cette voie par M. *de Gramont* offrent un intérêt tout particulier pour la physique stellaire.

Le fait qu'une raie brillante a toujours une certaine largeur, c'est-à-dire n'est pas formée par une radiation unique, a été rapproché depuis longtemps de l'effet du principe de Doppler-Fizeau, que nous étudierons plus loin. Une masse gazeuse incandescente, d'après la théorie cinétique, est formée d'un très grand nombre

de petites particules en mouvement. et la vitesse de ces particules est comprise entre des limites qui varient avec la température. Chaque molécule émet une radiation dont la longueur d'onde est modifiée, comme nous le verrons. par son mouvement; l'ensemble de la masse gazeuse donnera donc des radiations de toutes les longueurs d'onde comprises entre deux valeurs déterminées, c'est-à-dire une raie lumineuse d'une certaine largeur. *Lord Rayleigh*, en utilisant la loi de distribution probable des vitesses donnée par *Maxwell*, a construit la courbe représentant l'intensité de la raie de part et d'autre de son axe. Comme on pouvait s'y attendre. cette courbe est analogue, comme forme. à la courbe en cloche que l'on obtient lorsqu'on cherche, par le calcul des probabilités, la loi de distribution des erreurs accidentelles. *Michelson* appelle *demi-largeur* la différence $\delta = \lambda_1 - \lambda_0$ de la longueur d'onde λ_1, pour laquelle l'intensité est la moitié de l'intensité suivant l'axe de la raie, et de la longueur d'onde λ_0 de cet axe; il a étudié expérimentalement la valeur de δ dans les tubes de Geissler. D'autre part, on peut calculer la demi-largeur théorique en fonction de la température, par la théorie cinétique des gaz;

on trouve : $$\delta = A\lambda\sqrt{\frac{T}{m}},$$

où T représente la température absolue, m la masse de la molécule, λ la longueur d'onde, A une constante.

Nous n'avons pas à étudier ici la concordance de la théorie et de l'observation, concordance qui a lieu

notamment pour le zinc, le cadmium, mais n'existe pas pour les éléments diatomiques. Nous avons signalé seulement cette théorie parce qu'elle doit permettre, théoriquement, de trouver la température des corps, et en particulier des astres, d'après la largeur de leurs raies spectrales. Il faut remarquer pourtant que dans le cas de l'hydrogène, qui serait le plus intéressant en Astronomie, on a obtenu des températures qui semblent très improbables.

D'après cette théorie, les raies courtes de l'étincelle, qui sont plus larges que celles de l'arc et sont appelées, pour cette raison, *raies renforcées*, seraient élargies par le fait que la température de l'étincelle est plus chaude que celle de l'arc.

25. **Déplacement des raies produit par la pression.** — MM. *Humphreys et Mohler* ont observé le spectre d'un arc électrique placé dans un espace clos où l'on pouvait comprimer l'air jusqu'à des pressions de 13 à 14 atmosphères; ils ont ainsi découvert que les raies sont déplacées généralement vers le rouge quand la pression augmente et que ce déplacement paraît proportionnel à l'accroissement de la pression et à la longueur d'onde. Cette variation de longueur d'onde, qui est de l'ordre de 0,1 U. A. pour un changement de pression de 10 atmosphères, est d'ailleurs très variable suivant l'élément considéré, et change même, pour un même élément, avec les différentes séries de lignes. Par exemple, les lignes H et K du calcium sont déplacées environ deux fois moins que la ligne bleue du même élément λ 4227. Le cadmium est un des métaux dont les lignes sont le plus déplacées, tandis que les spectres de bandes, comme celui

du cyanogène, semblent insensibles aux changements de pression.

L'influence de la pression est sans doute une des causes des différences qui existent entre les longueurs d'onde des lignes métalliques dans le spectre solaire et dans l'arc électrique. Nous avons vu que ces différences, qui n'avaient pas été soupçonnées par Rowland, ont été mises en évidence par les travaux de MM. Pérot et Fabry.

En 1896, *Jewell* observa que les raies du spectre solaire, comparées aux raies de l'arc électrique, sont, pour la plupart, déviées vers le rouge. Humphreys et Mohler attribuèrent ce déplacement à l'influence de la pression, et calculèrent la pression que l'on était ainsi conduit à admettre pour la couche renversante; cette pression serait de 2 à 7 atmosphères. Mais, par la suite, les méthodes de MM. Pérot et Fabry modifièrent ces résultats. D'après les travaux récents de MM. Fabry et Buisson (*C. R.*, CXLVIII. 1909, p. 688), la pression de la couche renversante serait de 5 à 6 atmosphères.

On doit donc admettre que les pressions qui règnent dans l'atmosphère solaire sont faibles, contrairement aux résultats que l'on croyait pouvoir tirer autrefois de l'épaisseur énorme de cette atmosphère.

26. **Le phénomène de Zeeman.** — Lorsqu'on place une source de lumière, flamme colorée ou étincelle électrique, entre les armatures d'un fort électroaimant, le spectre subit certaines modifications, dont la plus simple est la suivante : les raies lumineuses s'effacent, et de part et d'autre de chacune d'elles apparaissent deux nouvelles raies, formant ce qu'on

appelle un *doublet magnétique*, et qui sont polarisées circulairement chacune dans un sens opposé.

A l'époque où se produisit cette découverte, on pensa aussitôt à en faire l'application aux astres, et notamment au Soleil.

En 1898, *Cornu* signala que le champ magnétique des astres devait produire des dédoublements ou des triplements de lignes, et que l'état de polarisation des composantes des doublets ou des triplets devait permettre de distinguer s'il s'agissait de l'effet Zeeman ou d'un effet Doppler dû au déplacement relatif de deux astres.

La théorie magnétique de *Bigelow* avait été présentée depuis peu, et l'on admettait alors généralement que le Soleil devait être fortement aimanté et présentait deux pôles magnétiques voisins de ses pôles de rotation. Aujourd'hui, l'impossibilité d'expliquer par une influence magnétique directe venant du Soleil les variations du magnétisme terrestre, le fait que le Soleil ne peut pas être considéré comme un aimant, puisque les propriétés magnétiques du fer sont vraisemblablement nulles à une température aussi élevée, enfin les critiques diverses faites à la théorie de Bigelow ont amené, au contraire, à penser que le champ magnétique du Soleil doit être relativement peu considérable. En tout cas, il ne peut s'agir ici que d'un champ d'origine électromagnétique, dû, par exemple, à des courants circulant autour de l'astre, ou au déplacement de particules matérielles électrisées; on sait que ce déplacement équivaut à un courant électrique et peut donc créer un champ magnétique. Il est difficile de mettre en évidence l'existence de ce

champ magnétique; pourtant nous avons indiqué[1] comment le champ magnétique du Soleil, s'exerçant dans l'atmosphère gazeuse de la couronne, doit avoir pour effet de dévier le plan de polarisation de la lumière coronale, qui sans cela, par raison de symétrie, doit être partout exactement radial. Ce phénomène serait analogue à celui de la déviation du plan de polarisation atmosphérique par le champ magnétique terrestre observé par Becquerel. L'observation de l'éclipse de 1905 ne nous a fourni qu'une déviation trop faible pour qu'on puisse la considérer comme une preuve de l'existence d'un champ magnétique.

Bref, il ne semble pas que le champ magnétique du Soleil et, par suite, des étoiles puisse être suffisant pour produire un effet sensible sur les raies de leurs spectres. Pourtant, le phénomène de Zeeman a été invoqué plusieurs fois, notamment dans le cas de l'étoile Mira Ceti, dont une ligne brillante a paru triple à de certains moments.

Mais, si le champ magnétique produit par la rotation des particules électrisées qui entourent le Soleil est sans doute faible, il n'en est pas de même du champ produit par le mouvement tourbillonnaire de ces particules en certains points particuliers de l'astre. Nous verrons précisément, quand nous parlerons des taches solaires, que les taches sont des tourbillons qui produisent un champ magnétique intense. *Hale* a découvert l'existence de ce champ par l'observation de l'effet Zeeman dans les raies des spectres.

En partant de la valeur du champ dans les taches,

[1] *B. A.*, XXII, 1905, p. 230; XXVI, 1909, p. 115.

et en admettant que l'électricité est répartie uniformément autour de l'astre, nous avons calculé le champ produit par la rotation du Soleil sur lui-même. Ce champ magnétique, au moins cent fois plus faible que celui des taches, ne doit pas avoir d'influence sensible sur les raies solaires.

27. **La dispersion anomale**. — Pour certaines vapeurs métalliques, notamment pour la vapeur de Sodium, l'indice de réfraction ne varie pas lentement et uniformément avec la longueur d'onde du rayon qui traverse la vapeur; cet indice de réfraction croît brusquement quand on approche d'une des raies de la vapeur, et a, au contraire, une valeur beaucoup plus faible de l'autre côté de la raie. D'après une théorie due à *Julius,* la lumière de la chromosphère viendrait, en réalité, de la photosphère par réfraction dans l'atmosphère peu ou point lumineuse de l'astre. Cette lumière nous paraîtrait monochromatique; mais elle serait formée, en réalité, par des radiations du spectre continu de la photosphère très voisines de celles des raies des vapeurs métalliques. Ces radiations seraient seules visibles autour du Soleil, parce que, en raison de la dispersion anomale, elles seraient beaucoup plus réfractées que les autres parties du spectre. Nous n'avons pas à discuter ici les objections que l'on peut faire à cette théorie, et dont la plus forte est que l'hydrogène ne présente pas de dispersion anomale sensible; pourtant nous devons noter qu'il y a là une cause de déplacement et de modification des raies qui agit certainement dans le Soleil, bien que, sans doute, beaucoup plus faiblement que ne l'admet la théorie de Julius.

Les raies de la chromosphère et du spectre-éclair peuvent donc être élargies d'un côté ou d'un autre de la position de la raie correspondante de Fraunhofer ou même être doubles ou floues sans que l'on puisse attribuer forcément ce fait à des imperfections instrumentales ou à d'autres causes physiques. *Julius* avait expliqué ainsi le fait que les raies de l'hydrogène, dans la chromosphère, sont très larges à leur base et se prolongent en forme de pointe. En effet, près du disque, les rayons sont moins courbés par la réfraction, et c'est là, par suite, que l'on peut avoir de la lumière venant d'une partie du spectre de la photosphère assez différente de la raie considérée. La théorie de la dispersion anomale a été étendue par Julius à d'autres phénomènes, tels que les déplacements de raies observés par Jewell, le spectre anomal de Hale, etc.

28. **Le principe de Doppler-Fizeau**. — Nous avons supposé, jusqu'à présent, que la source lumineuse et l'observateur étaient immobiles; mais, lorsqu'ils se déplacent avec une vitesse comparable à celle de la lumière, les phénomènes optiques subissent, de ce fait, un certain nombre de modifications. On sait que l'une d'elles consiste dans le déplacement de la direction apparente de la source lumineuse, ce qui donne lieu au phénomène de l'*aberration;* il se produit aussi des changements dans la valeur de la longueur d'onde et dans l'intensité des raies du spectre. Ce sont ces dernières modifications que nous allons étudier.

On trouve dans tous les traités de physique la théorie élémentaire du principe de Doppler-Fizeau. Si l'observateur et la source se déplacent dans un milieu unique où la vitesse de la lumière est représentée par v,

avec des vitesses dont les composantes dans la direction du rayon visuel valent respectivement u' et u, la longueur d'onde λ' observée doit différer de la longueur d'onde λ de la source, supposée monochromatique, et

l'on a :
$$\lambda' = \lambda \frac{v + u}{v - u'}.$$

Mais il y a d'autres causes qui peuvent faire changer les longueurs d'onde. *Michelson* a montré qu'une variation continue dans l'indice de réfraction d'une partie du milieu traversé produit le même effet qu'un déplacement de l'observateur. M. *Poincaré* a fait remarquer que, dans le cas de la lumière des planètes, qui vient du Soleil par réflexion, c'est la variation de la somme des distances de la planète au Soleil et à la Terre qu'il faut considérer. Dans l'expérience de *Belopolski*, la source et l'observateur sont fixes, et pourtant les raies sont déplacées par l'effet du principe de Doppler-Fizeau. Belopolski s'est servi, en effet, pour mettre en évidence l'effet Doppler-Fizeau, de deux roues montées sur le même axe et tournant en sens inverse; ces roues portaient de petits miroirs comme des roues hydrauliques, et la lumière se reflétait un certain nombre de fois entre deux de ces miroirs; la longueur du trajet lumineux diminuait donc rapidement quand les miroirs se rapprochaient.

Les conditions d'application du principe de Doppler-Fizeau sont donc généralement très différentes du cas examiné dans l'explication élémentaire. Il est donc peut-être intéressant, d'autant plus que cela n'a pas encore été fait, à notre connaissance, de donner une théorie englobant l'ensemble des phénomènes.

29. **Théorie générale du principe de Doppler-Fizeau.** — Nous supposerons que les vibrations lumineuses se propagent dans l'espace comme des ondes dans un fluide élastique, et que le milieu qui transmet les vibrations, ou l'*éther*, est immobile, ou du moins que ses différentes parties n'éprouvent pas de déplacements relatifs ; nous supposerons, de plus, qu'il transmet également les vibrations dans toutes les directions, c'est-à-dire, si on compare ce milieu à un gaz, qu'il est homogène. La vitesse de propagation sera égale, en chaque point de l'éther, à la vitesse v de propagation dans le vide divisée par l'indice de réfraction μ du corps qui se trouve au point considéré. Enfin nous admettrons que le mouvement de la source lumineuse, que nous supposons monochromatique, n'a pas d'influence sur sa période ni sur son intensité.

Imaginons alors que, sur un point A du milieu qui transmet les vibrations, agisse une force qui fasse prendre à la particule du milieu qui se trouve en A un mouvement vibratoire. La cause de cette force sera due à l'existence au point A d'un corps lumineux de période vibratoire T. Nous représenterons la loi du mouvement vibratoire de la source par la formule

$$z = \alpha f(t), \qquad (1)$$

z représentant la *vitesse* du mouvement, α l'amplitude de cette vitesse, $f(t)$ une fonction inconnue du temps, de période T et variant entre ± 1. Par exemple, si le mouvement est sinusoïdal, $f(t)$ vaudra $\sin 2\pi \frac{t}{T}$. Le mouvement vibratoire se propagera de proche en proche dans l'éther avec une vitesse $\frac{v}{\mu}$, et arrivera

au bout d'un temps τ à l'observateur situé en B à une distance D du point A ; τ représente donc le temps que met une onde pour aller du point A, au point B, D la distance de l'observateur au point A d'où est partie l'onde au moment où il reçoit cette onde ; D doit être compté suivant le trajet curviligne ou brisé du rayon lumineux ; μ représente l'indice du milieu traversé et est donc fonction des coordonnées des points de l'éther. La vitesse de la particule d'éther située en B à l'instant t est la même que la vitesse au point A à l'instant $t - \tau$; le mouvement vibratoire pour l'observateur est donc donné par la formule

$$z = \beta f(t - \tau). \qquad (2)$$

Si le mouvement de la source n'a aucune influence sur le rayonnement qu'elle émet dans une direction quelconque, les formules bien connues de photométrie donnent la relation

$$\beta = \frac{\gamma}{D},$$

γ représentant l'amplitude de la vitesse de vibration sur la sphère de rayon égal à l'unité ayant pour centre le point A.

Si l'observateur ou la source se déplacent, si la longueur du chemin à parcourir entre la source et l'observateur varie indépendamment de leurs positions, comme cela a lieu dans l'expérience de Belopolsky, si l'indice de réfraction d'une partie du trajet varie, ou si les proportions des trajets correspondant à deux indices différents changent, le temps τ que met une onde pour atteindre l'observateur changera de valeur et deviendra une fonction du temps, soit :

$$\tau = \varphi(t).$$

En général, le temps pendant lequel on observera un déplacement de raie spectrale est très petit par rapport au temps que mettrait la vitesse de l'observateur ou de la source, par exemple, à changer d'une façon appréciable; autrement dit, si la vitesse de ces mouvements est comparable à celle de la lumière, les variations de cette vitesse sont négligeables, c'est-à-dire que la raie observée paraîtra déplacée, mais fixe. Nous pouvons donc confondre la courbe $\tau = \varphi(t)$ à l'instant considéré t_0 avec sa tangente, et écrire :

$$\tau = \tau_0 + \left(\frac{d\varphi}{dt}\right)_0 t.$$

Transportons cette valeur dans l'équation (2), il vient :

$$z = \beta f\left(\left[1 - \left(\frac{d\varphi}{dt}\right)_0\right] t - \tau_0\right);$$

f étant une fonction périodique de période T, la nouvelle fonction aura une période T' différente de T :

$$T' = \frac{1}{1 - \left(\frac{d\varphi}{dt}\right)_0} T.$$

La période du mouvement vibratoire étant changée, on voit que, pour l'observateur, la raie doit paraître déplacée toutes les fois que le temps τ que met une onde à aller de la source à l'observateur varie avec le temps.

Il faut examiner séparément le cas où la source se déplace. Soit u la vitesse de ce déplacement, que nous supposerons d'abord uniforme et dirigée suivant la direction du rayon lumineux, et positive quand D aug-

mente. Nous appellerons D_0 la distance de la source à l'observateur à l'instant t_0; D_0 est ce qu'on appelle parfois la *distance instantanée*, tandis qu'on appelle *distance effective* la distance D de l'observateur au point de l'éther d'où est partie l'onde qu'il reçoit à l'instant t_0. D_0 varie avec le temps proportionnellement à la vitesse u de la source ; il n'en est pas de même de D, ce qui motive cette distinction. La différence $D - D_0$ est le chemin parcouru par la source pendant le temps τ. On a donc, si D diminue :

$$D - D_0 = - u\tau.$$

Le mouvement vibratoire mettra pour franchir cet espace un temps :

$$\tau' = - \frac{\mu}{v} u\tau,$$

μ étant l'indice du milieu où se déplace la source, que nous supposerons constant pendant le temps τ'. Si nous désignons par τ'' le temps que le mouvement vibratoire met à franchir la distance instantanée D_0, on a :

$$\tau = \tau' + \tau''.$$

Or, la distance instantanée D_0 varie proportionnellement au temps et vaut :

$$D_0 = \text{constante} + ut;$$

et par suite :

$$\tau'' = \text{const.} + \frac{\mu}{v} ut.$$

D'après ces valeurs de τ' et de τ'', il vient :

$$\tau = \frac{v}{v + \mu u} \left(\frac{\mu}{v} ut + \text{const.} \right);$$

portons cette valeur dans l'équation (2), il vient :

$$z = \beta f\left(\frac{v}{v + \mu u} t + \text{const.}\right).$$

La période, pour l'observateur, paraît donc changée et vaut :

$$T' = \frac{v + \mu u}{v} T.$$

Supposons maintenant que l'observateur se déplace avec une vitesse u', que nous supposerons d'abord uniforme et dirigée dans la direction du rayon lumineux qui vient de la source, et positive quand D augmente ; la distance D_0 de la source à l'observateur à l'instant t_0 variera, de ce fait, proportionnellement au temps ; il suffira de remplacer, dans les formules précédentes, D_0 par $D_0 + u't$, et par suite τ'' par $\tau'' + \frac{\mu'}{v} u't$, μ' étant l'indice du milieu où se déplace l'observateur, on obtient ainsi l'équation :

$$z = \beta f\left(\frac{v - \mu' u'}{v + \mu u} t + \text{const.}\right).$$

Si les directions du mouvement de la source ou de l'observateur font des angles ω ou ω' avec la direction du rayon lumineux, il faudra, naturellement, considérer les projections $u \cos \omega$, $u' \cos \omega'$ des vitesses sur la direction du rayon lumineux.

Si la distance D_0 augmente indépendamment de la position de la source et de l'observateur, par exemple quand les rayons se réfléchissent sur des miroirs dont la distance varie, et si l'on désigne par μ'' l'indice de réfraction du milieu où s'effectue cet allongement du

trajet et par u'' la vitesse $\frac{dD_0}{dt}$ de cet allongement, on aura :

$$z = \beta f\left(\frac{v - \mu' u' - \mu'' u''}{v + \mu u}\, t + \text{const.}\right).$$

En général, si le trajet du rayon comporte une suite de longueurs $l_1, l_2, \ldots l_n$ situées dans des milieux d'indice $\mu_1, \mu_2, \ldots \mu_n$, le temps τ'' employé par le mouvement vibratoire pour franchir la distance instantanée D_0 vaut :

$$\tau'' = \sum_{i=1}^{i=n} \frac{l_i \mu_i}{v} + \frac{\mu u t}{v} + \frac{\mu' u' t}{v} + \text{const.}\,;$$

on a d'autre part :

$$\tau = \tau' + \tau'' = \frac{v}{v + \mu u}\, \tau''.$$

Si $l_1, \ldots l_n$ et $\mu_1, \ldots \mu_n$ sont des fonctions du temps, nous avons vu que, pour trouver la variation de la période, il suffisait de chercher la dérivée de τ par rapport au temps. Cette dérivée vaut :

$$\frac{d\varphi}{dt} = \frac{1}{v + \mu u}\left(\Sigma l \frac{d\mu}{dt} + \Sigma \mu \frac{dl}{dt} + \mu u + \mu' u'\right).$$

La deuxième partie de la parenthèse représente des termes analogues au terme $\mu'' u''$ que nous avons établi plus haut. La formule générale du mouvement vibratoire perçu par l'observateur est donc :

$$z = \beta f\left(\frac{v - \mu' u' - \Sigma \mu'' u'' - \Sigma l \frac{d\mu}{dt}}{v + \mu u}\, t + \text{const.}\right).$$

Quand on ne considère que le mouvement de la source et de l'observateur et qu'on suppose que des

mouvements s'effectuent dans le vide, on a les formules :

$$z = \beta f\left(\frac{v-u'}{v+u}t + \text{const.}\right).$$

$$T'' = \frac{v+u}{v-u'}T.$$

On voit que le changement apparent du nombre de vibrations dans l'unité de temps ne dépend pas seulement de la vitesse relative $u+u'$ de la source et de l'observateur, mais aussi de leurs vitesses absolues par rapport à l'éther ; la formule précédente peut, en effet, s'écrire, en désignant par w la vitesse relative :

$$T'' = \frac{v+u}{v+u-w}T = \frac{v-u'+w}{v-u'}T$$

Nous n'avons pas à parler ici des théories destinées à lever la contradiction entre ce fait et le principe de relativité. Mais, lorsque u et u' sont très petits par rapport à v, et c'est toujours le cas, même pour les mouvements les plus rapides des astres, on peut négliger les carrés des rapports $\frac{u}{v}$, $\frac{u'}{v}$, et les formules précédentes se réduisent à :

$$T'' = \left(1 + \frac{w}{v}\right)T.$$

La période, dans ce cas, ne dépend plus que de la vitesse relative de la source et de l'observateur. Si l'on considère les longueurs d'onde et non les périodes, la formule devient :

$$\lambda'' = \left(1 + \frac{w}{v}\right)\lambda, \quad \Delta\lambda = \frac{w}{v}\lambda,$$

en désignant par $\Delta\lambda$ le déplacement de la raie.

Nous avons supposé que l'on pouvait confondre la courbe $\tau = \varphi(t)$ avec sa tangente, c'est-à-dire que les phénomènes qui produisent le déplacement des raies variaient d'une façon continue et lentement par rapport au temps. Il n'en est pas toujours ainsi. Par exemple, un rayon lumineux allant du Soleil à la Lune ne traverse que le vide; mais si la Terre vient, dans son mouvement, couper ce rayon, la longueur du trajet du rayon dans l'air, c'est-à-dire dans un milieu d'indice différent de celui du vide, se met tout à coup à augmenter, ce qui doit se traduire par un déplacement de la raie. Dans les phénomènes solaires, on trouverait aussi facilement des cas où la longueur d'onde des raies doit varier d'une façon discontinue. Par exemple, on peut admettre que les gaz de la chromosphère supérieure ont des mouvements rapides, puisqu'on est obligé d'invoquer des vitesses considérables des gaz de la couche renversante pour expliquer les déplacements de raies dans les taches, etc. Ces mouvements de la chromosphère supérieure peuvent amener, sur le trajet du rayon lumineux, des couches gazeuses de densité variable; la distance optique peut donc augmenter ou diminuer progressivement à partir d'un instant donné, ce qui doit produire un déplacement brusque des raies. Cette théorie permet d'expliquer, par des mouvements relativement faibles des gaz, des déplacements parfois considérables que l'on observe dans le Soleil. Dans le cas de l'expérience de Belopolski, un déplacement brusque se produit évidemment quand les roues sont mises en mouvement.

Mais si la vitesse de la source ou de l'observateur, par exemple, n'est pas uniforme, nous n'avons plus le

droit d'employer le raisonnement qui nous a servi précédemment. En effet, la distance instantanée D_0 de la source à l'observateur ne vaut pas $D + \tau u$, puisque la vitesse u a varié entre le moment $t_0 - \tau$ et le moment t_0. Il est clair pourtant que ce changement de la vitesse de la source ne peut avoir pour effet de modifier les apparences des raies, qui ne dépendent évidemment que de la vitesse de la source au moment $t_0 - \tau$. Il suffit, pour que nos résultats restent valables, de considérer D_0 non pas comme la distance à laquelle la source est effectivement arrivée à l'époque t_0, mais comme la distance à laquelle elle serait arrivée si son mouvement avait continué à s'effectuer avec la vitesse uniforme u.

Nous voyons alors que la valeur de u, qui entre dans nos formules, n'est pas la vitesse de translation de la source à l'époque t_0, mais bien sa vitesse à l'époque $t_0 - \tau$. Par exemple, le déplacement d'une raie solaire dépend, ce qui était évident *à priori*, non de la vitesse radiale de la source au moment où on perçoit ce déplacement, mais de la vitesse qu'avait la source 8 minutes auparavant. De même, dans la formule générale, il faut évidemment prendre pour valeur de $\frac{dl}{dt}$ et de $\frac{d\mu}{dt}$ les valeurs de ces quantités au moment où la lumière est passée au point considéré, et non pas les valeurs de ces quantités au moment de l'observation.

Nous avons adopté, dans ce qui précède, une méthode analogue à celle donnée par *Eötvös*[1], mais plus géné-

[1] *Pogg. Ann.*, CLII, 1874, p. 513.

rale, de manière à embrasser toutes les causes de déplacement de raies, et notamment les variations d'indice dont l'effet a été montré pour la première fois par *Michelson*. On trouvera des méthodes reposant sur des principes différents dans la monographie du principe de Doppler-Fizeau donnée par Konen dans le traité de Kayser.

Changements d'intensité dépendant du principe de Doppler-Fizeau. — Nous signalons seulement la théorie de ces changements d'intensité, qui n'ont pas d'application pratique en Astronomie, comme nous le verrons, et n'en auront sans doute pas de longtemps. Si la source est immobile, la force vive produite par une vibration unique sur une surface q perpendiculaire à la direction du rayon sera comprise dans un petit cylindre de base q et de longueur égale à la longueur d'onde $\lambda = v\mathrm{T}$. Découpons ce cylindre en petits disques élémentaires de hauteur $d\mathrm{D}$, et soit σ la densité du milieu; la masse d'un des disques vaut :

$$m = \sigma q d\mathrm{D}.$$

Soit D la distance du disque considéré à la source, sa vitesse de déplacement vaudra :

$$z = \beta f\left(t - \frac{\mathrm{D}}{v}\right).$$

La force vive sera donc :

$$l = \frac{1}{2}\sigma q \beta^2 f^2\left(t - \frac{\mathrm{D}}{v}\right) d\mathrm{D};$$

et la force vive totale produite par une vibration sera :

$$\mathrm{L} = \frac{1}{2}\sigma q \beta^2 \int_{\mathrm{D}_1}^{\mathrm{D}_1 + v\mathrm{T}} f^2\left(t - \frac{\mathrm{D}}{v}\right) d\mathrm{D};$$

ou, en posant :

$$t - \frac{D}{v} = x, \quad t - \frac{D_1}{v} = X :$$

$$L = -\frac{1}{2}\sigma q \beta^2 v \int_X^{X-T} f^2(x)dx = \frac{1}{2}\sigma q \beta^2 v \int_0^T f^2(x)dx,$$

puisque f est une fonction de période T.

Si la source est animée d'une vitesse de translation u dans la direction considérée, la force vive est comprise dans un cylindre de longueur $\lambda' = (v+u)\,T$; on a donc :

$$L_1 = \frac{1}{2}\sigma q \beta^2 \int_{D_1}^{D_1+(v+u)T} f^2\left(\frac{v}{v+u}\,t - \frac{D}{v+u}\right) dD,$$

ou, en posant :

$$\frac{v}{v+u}\,t - \frac{D}{v+u} = x :$$

$$L_1 = \frac{1}{2}\sigma q (v+u)\beta^2 \int_0^T f^2(x)dx.$$

Nous avons vu que l'on a $\beta = \frac{\gamma}{D}$, mais il faut remplacer la distance effective D par la distance instantanée D_0. Or on a :

$$D = D_0 \frac{v}{v+u},$$

on a donc :

$$L_1 = \frac{1}{2}\sigma q (v+u) \frac{(v+u)^2}{v^2} \frac{\gamma^2}{D_0^2} \int_0^T f^2(x)dx.$$

Calculons maintenant la variation d'intensité produite, dans le cas général, par un mouvement de la

source et de l'observateur. Soit i la valeur de la force vive reçue par l'unité de surface de la sphère de rayon égal à l'unité ayant pour centre la source lumineuse, n le nombre de vibrations dans l'unité de temps, c'est-à-dire l'inverse de la période, l'intensité lumineuse I sera donnée par la formule :

$$I = ni.$$

Nous avons vu que, si l'observateur se déplace, la période vaut :

$$T'' = \frac{v + u}{v - u'} T,$$

on a donc finalement :

$$I = \frac{1}{2} \sigma \frac{(v + u)^2}{v^2} (v - u') \frac{\gamma^2}{D_0^2} \frac{1}{T} \int_0 f^2(x) dx.$$

Si l'on suppose la source et l'observateur au repos, on a :

$$I_0 = \frac{1}{2} \sigma v \frac{\gamma^2}{D_0^2} \frac{1}{T} \int_0^T f^2(x) dx,$$

et, par suite :

$$I = I_0 \frac{(v + u)^2}{v^2} \frac{(v - u')}{v},$$

ou, en développant :

$$I = I_0 \left(1 + \frac{2u}{v} - \frac{u'}{v} + \dots\right).$$

On voit que, même en s'arrêtant aux termes du premier ordre, la variation d'intensité ne dépend pas seulement de la vitesse relative $w = u + u'$, mais aussi de la vitesse absolue de la source ou de l'observateur par rapport à l'éther.

Pour nous rendre compte de la petitesse de la

variation de l'intensité produite par l'effet Doppler, considérons une composante d'une étoile double dont la vitesse radiale oscille entre ± 60 k. On trouve, par la formule de *Pogson,* qui relie l'éclat à la grandeur stellaire, que celle-ci ne varie que d'un millième de grandeur, c'est-à-dire d'une quantité tout à fait inappréciable.

BIBLIOGRAPHIE DU CHAPITRE V

OUVRAGES GÉNÉRAUX

KAYSER. *Handbuch der Spectroscopie* (2). Leipzig, 1902. Hirzel.

KÖVESLIGETHY. *Grundzüge einer theoret. Spectralanalyse.* Halle, 1890. Schmidt.

KETTELER. *Astronomische Undulationstheorie.* Bonn, 1873. Neusser.

CHANGEMENTS DANS LES RAIES SPECTRALES

BELOPOLSKI. *A. J.,* XIII, 1901, p. 15.

CORNU. *Bull. de la Soc. astronomique,* 1898, p. 64.

ÉBERT. *A. N.,* CLV, 1901, p. 177.

HALE. *A. J.,* XXVIII, 1908, p. 100 et 315.

HUMPHREYS et MOHLER. *A. J.,* III, 1896, p. 114; IV, 1896, p. 249; VI, 1897, p. 169.

JULIUS. *A. N.,* CLIII, 1900, p. 433; CLV, 1901, p. 456; *A. J.,* XII, 1900; XV, 1902; XVIII, 1903; XXI, 1905; XXV, 1907. *Physic. Zs.,* II, 1901, p. 348 et 357; III, 1902, p. 154. *Revue générale des sciences,* 1904.

KOHL. *Ann. der Physik,* II, 1903, p. 96.

MICHELSON. *A. J.,* XIII, 1901, p. 192.

WILSING. *A. J.,* VII, 1898, p. 317; *A. N.,* CLVI, 1901, p. 225.

WOOD. *A. J.,* XIII, 1901, p. 63.

CHAPITRE VI

APPLICATIONS DU PRINCIPE DE DOPPLER-FIZEAU.

30. **Rotation du Soleil, de la couronne.** — Le Soleil est le seul astre dont l'éclat permette l'emploi d'une très grande dispersion ; aussi est-ce le premier pour lequel on arriva à mettre sûrement en évidence l'existence du déplacement des lignes causé par le mouvement radial. C'est aussi sur le Soleil que l'on put vérifier, pour la première fois, la concordance de ce déplacement avec sa valeur théorique. Le mouvement de rotation du Soleil est, en effet, connu par l'observation des taches ; la différence des vitesses radiales des deux bords opposés de l'équateur solaire vaut 4^{k} par seconde ; on devait donc trouver, entre la position des raies données par la lumière venant des deux bords opposés du Soleil, une différence de longueur d'onde égale à $\frac{1}{75}$ environ de la distance des raies D du Sodium.

Vogel, en 1871, parvint à mettre en évidence ce déplacement des raies au moyen du spectroscope à réversion de Zöllner ; mais il ne le mesura pas. *Young,*

en 1876, détermina la vitesse radiale des points situés sur le bord du Soleil à différentes latitudes jusqu'à 15° de l'Équateur, en se servant des spectres du septième ou du huitième ordre d'un réseau. Il ramena les vitesses de rotation trouvées aux différentes latitudes à la vitesse équatoriale, en se servant de la loi de variation de la rotation donnée pour les taches par la formule de *Faye*. Or c'est la vitesse de la couche renversante que l'on détermine avec le spectroscope. Il admit donc ainsi que la vitesse de rotation de la couche renversante est la même que celle des taches. *Langley*, en 1877, reprit ces observations en amenant en coïncidence sur la fente du spectroscope, les images des deux bords du Soleil, procédé qui avait déjà été employé en 1873 par *Hastings*. Langley fit remarquer le premier que les *raies telluriques*, c'est-à-dire produites par l'absorption de l'atmosphère terrestre, ne sont pas déplacées quand on passe d'un bord à l'autre du Soleil, ce qui permet de les distinguer des véritables raies solaires. En 1887, *Crew* étudia la vitesse de rotation à différentes latitudes, en vue de déterminer la loi de variation de la rotation de la couche renversante, qui peut différer de celle des taches ; il trouva que la vitesse de rotation était constante à toutes les latitudes.

Duner reprit les mêmes observations, en mesurant la distance d'une raie solaire à une raie tellurique, mais arriva à des résultats complètement différents. La vitesse angulaire de rotation varie avec la latitude, et la loi de variation concorde avec celle des taches solaires. On sait que, d'après la loi de *Carrington*, la durée de la rotation des taches croît avec la latitude ; elle est de

25 jours à l'Équateur et de 27,5 jours à la latitude 45°. Duner trouva que la durée de rotation de la surface solaire vaut 25,5 jours à l'Équateur, valeur qui coïncide très sensiblement, étant donné l'incertitude de la méthode, avec la durée de rotation des taches.

Halm a étudié la loi de rotation de la couche renversante à différentes latitudes au moyen de la méthode de Duner. Il trouve qu'à l'époque du minimum de taches, la vitesse de rotation aux latitudes élevées est plus petite qu'au moment du maximum de taches.

Cette étude a été abordée récemment (1908) par *Hale* et *Adams*, et aussi par M. *Deslandres*, au moyen de la méthode de l'inclinaison des raies, et enfin par M. *Pérot*, au moyen du spectroscope interférentiel. Ces recherches mettent en évidence un fait singulier : la loi de rotation n'est pas la même pour toutes les vapeurs. L'hydrogène ne semble pas avoir d'accélération équatoriale, ce qui confirme les résultats directs de *Hale*. En effet, les épreuves obtenues au moyen du spectrohéliographe montrent que le mouvement des flocculi est uniforme de l'équateur aux pôles. Les vapeurs de fer et des métaux peu volatils auraient une accélération normale, la loi de rotation du calcium serait intermédiaire.

La méthode spectroscopique a l'avantage d'étendre le champ de recherches jusqu'au pôle même du Soleil, tandis que les taches se produisent généralement dans une zone comprise entre les latitudes 5° et 30° et ne dépassent presque jamais la latitude 45°. La loi de variation de la rotation des taches en fonction de la latitude a été étudiée, après Carrington, par Faye, Spörer, Zöllner. Nous donnons la comparaison des valeurs

des déplacements angulaires journaliers trouvées par ces différents observateurs avec les valeurs de Duner.

	TACHES			COUCHE RENV.
LATITUDE	FAYE	SPÖRER	ZÖLLNER	DUNER
0°	14°,20	14°,35	14°,40	14°,14
30°	13°,18	13°,57	13°,75	13°,06
60°	11°,87	11°,45	13°,20	10°,62
75°	»	»	»	9°,34

Remarquons qu'en raison du mouvement annuel de la Terre, la durée de rotation doit être corrigée pour avoir le temps de la révolution sidérale.

* * *

L'étude du mouvement de rotation de la *couronne* par le déplacement des raies offre une difficulté particulière : la lumière venant suivant un certain rayon visuel est fournie par des points situés dans toute la partie de la couronne traversée par ce rayon visuel. Or ces points n'ont sans doute pas tous la même vitesse radiale, car ce fait ne pourrait se produire que si la couronne tournait, pour ainsi dire, d'un seul bloc, comme cela a lieu pour les corps solides. Il est infiniment probable que la durée de rotation croît avec la distance au Soleil ; il doit donc en résulter un élargissement des raies coronales, rendant plus difficile la mesure de leur déplacement. Pour effectuer cette étude, on peut amener en coïncidence, sur la fente du spectroscope, deux parties de la couronne situées dans le plan de l'Équateur de chaque côté du disque ; on peut aussi mesurer directement et comparer les positions des

raies correspondant à ces deux régions opposées. M. *Deslandres* a mesuré la rotation de la couronne, en 1893, en se servant des lignes du calcium; ces recherches ont été continuées par *Belopolski*, en 1896, et *Campbell* en 1898. Ce dernier fit des photographies du spectre de la couronne solaire; puis, cachant au moyen d'un écran la partie correspondant à la raie verte du coronium, il superposa un spectre solaire dont les raies permettaient de mesurer la position de la raie coronale; il trouva, pour valeur de la vitesse radiale, 6,2 K. ± 2, c'est-à-dire une vitesse de même ordre de grandeur que celle du bord du Soleil. L'étude de la rotation de la couronne est à peine commencée; elle offre de grandes difficultés en raison de la faiblesse des raies qui appartiennent véritablement à la couronne et non à la chromosphère. On cherche actuellement à obtenir la vitesse de rotation au moyen de la raie 3989, qui est certainement coronale, ou avec la raie verte du coronium.

31. **Recherche des raies telluriques**. — La distinction des raies telluriques au moyen du principe de Doppler-Fizeau, indiquée d'abord par *Langley*, a été recherchée expérimentalement par *Cornu*. En 1882, *Thollon* avait déjà remarqué que, si l'on observe un groupe de deux lignes dont l'une est tellurique et l'autre solaire, leur distance varie, quand on passe d'un bord à l'autre du Soleil, de telle sorte que, dans certains cas particuliers, une raie peut paraître simple dans un cas et double dans l'autre. Mais ces déplacements sont relatifs, de telle sorte qu'on ne peut décider quelle est la raie qui est tellurique; de plus, les groupes assez rapprochés des raies solaires et telluriques sont rares.

Cornu employa d'abord le procédé qui consiste à placer l'un au-dessus de l'autre et à observer simultanément les spectres des deux bords du Soleil. Le procédé le plus simple pour amener ces deux bords à être tangents sur la fente du spectroscope consisterait à se servir de demi-lentilles ; mais, dans ces expériences, il faut que les trajets des deux faisceaux soient aussi identiques que possible, aussi Cornu se servit-il d'un prisme biréfringent de Wollaston. Un prisme hypoténuse, placé sur le trajet du faisceau lumineux venant d'un héliostat, permettait de donner à l'équateur solaire la position voulue par rapport à la fente. Dans ces conditions, la nature des raies se distingue immédiatement : les raies telluriques données par les deux bords du Soleil sont exactement dans le prolongement l'une de l'autre, tandis que les raies solaires sont brisées sur la zone de séparation des deux spectres. Nous avons vu (§ 2) les conditions de réglage aplanétique du spectroscope qui permettent d'avoir une ligne de démarcation nette entre les deux spectres. Cornu fut le premier à étudier et à réaliser ce réglage aplanétique, ce qui lui permit d'employer pratiquement cette méthode pour la recherche des raies telluriques. Ses prédécesseurs, au contraire, n'avaient pas obtenu de bons résultats, parce qu'en raison du mauvais réglage du spectroscope, il se produisait des déplacements même pour les raies telluriques, de telle sorte que, jusqu'à l'expérience différentielle de Thollon, les résultats obtenus avaient semblé contestables. *Cornu* imagina ensuite de se servir d'une image solaire très petite, afin que la distinction des raies solaires ne se produisît pas seulement par la brisure, mais aussi par l'inclinaison des

deux parties différentes de la raie. En effet, le long du diamètre équatorial de l'astre, la vitesse radiale varie progressivement, les parties correspondantes des raies sont inégalement déplacées, et les raies doivent paraître inclinées par rapport à la direction des raies telluriques.

La troisième méthode employée par Cornu, et qui lui a donné les meilleurs résultats pratiques, est connue sous le nom de méthode du *balancement* des raies. La lentille collectrice est mobile dans son plan autour d'un axe parallèle à l'axe du collimateur et situé au-dessous d'elle, de telle sorte que l'on peut, à la main, amener successivement sur la fente les deux bords du disque solaire. « On fait osciller le levier de la lentille collectrice, de manière à amener alternativement les deux bords équatoriaux du disque solaire tangentiellement à la fente. Si la raie est tellurique, elle reste absolument fixe relativement au repère ; si elle est solaire, elle suit les oscillations du levier et paraît *se balancer* suivant le même rythme. »

La recherche des raies telluriques n'est pas seulement utile pour le spectre solaire, mais aussi pour tous les astres. Nous allons voir que, dans le cas des planètes, le principe de Doppler-Fizeau permet de distinguer les raies telluriques de celles qui sont produites par l'absorption de l'atmosphère de la planète et aussi des raies de la lumière solaire réfléchie.

32. **Rotation et vitesse radiale des planètes.** — La détermination de la durée de rotation des planètes est souvent très difficile ou même impossible, parce que les taches visibles à leur surface sont très rares et très mal définies. La méthode spectroscopique peut donc fournir des résultats dans les cas où les mesures directes

sont impuissantes. Dans le cas du Soleil, nous avons vu que toutes les raies, excepté les raies telluriques, étaient inclinées, par suite du mouvement de rotation de l'astre, quand on plaçait la fente suivant l'équateur solaire. Quand l'axe de rotation du corps tournant est perpendiculaire au rayon visuel, il est facile de voir que l'inclinaison est la même en tous les points de la raie; la raie paraît donc inclinée, mais rectiligne. M. *Deslandres* a montré que cela reste vrai, quelle que soit la position de l'axe de rotation. Les raies d'un spectre planétaire seront donc rectilignes, mais inclinées par rapport à celles du spectre de comparaison ou par rapport aux raies telluriques. La valeur de l'angle d'inclinaison, multipliée par la largeur du spectre, donne la différence de position des raies aux deux points du bord du disque traversés par la fente. On peut donc trouver ainsi la différence de vitesse radiale de deux points opposés du disque et, par suite, la durée de rotation. C'est cette méthode, nommée *méthode de l'inclinaison des raies* par M. *Deslandres*, que l'on emploie pour les planètes.

Les raisonnements précédents supposent que le cas des planètes est le même que celui du Soleil, c'est-à-dire que la lumière des planètes est de la lumière propre. En réalité, le spectre des planètes est formé par de la lumière solaire réfléchie; aussi les raies de ce spectre ne sont-elles pas déplacées de la même façon que dans le cas du Soleil.

Ketteler, Niven, Maunder ont montré que, dans le cas d'un corps réfléchissant, il ne faut pas considérer seulement la variation de la distance du corps à l'observateur, mais la somme de cette variation et de la

variation de la distance du corps au Soleil. M. *Poincaré* a fait remarquer que, dans le cas d'une planète, il en résultait une différence pour l'inclinaison des raies. Ces vues théoriques ont été vérifiées pour la première fois en 1895, par M. *Deslandres,* sur la planète Jupiter. Quand la planète est en opposition, il est évident que la somme des variations des distances d'un point de l'astre au Soleil et à la Terre est le double de la variation de la distance de ce point à la Terre. Il en résulte que les raies d'un spectre planétaire doivent être, dans ce cas, deux fois plus inclinées qu'elles ne le seraient pour un corps doué de lumière propre. Au contraire, les raies produites par l'absorption de l'atmosphère planétaire sont inclinées, mais comme dans le cas d'un astre doué de lumière propre, c'est-à-dire deux fois moins que les raies du spectre solaire; on peut ainsi les distinguer de celles-ci et des raies telluriques.

La méthode de l'inclinaison des raies a été appliquée par MM. *Deslandres, Belopolski, Keeler, Slipher* à la détermination des durées de rotation de Vénus, Mars, Uranus. Pour la première de ces planètes, les résultats sont particulièrement intéressants. On croyait, d'après les observations de *Schiaparelli,* que la durée de rotation de Vénus était égale au temps de sa révolution, de telle sorte que la planète présentait toujours la même face au Soleil, comme la Lune par rapport à la Terre. Certaines données spectographiques ne semblent pas pouvoir se concilier avec une durée de rotation aussi longue. Les mesures de *Belopolski* donneraient une durée de rotation de 15 à 16 heures. D'après *Slipher,* au contraire, la durée de rotation serait beau-

coup plus grande. On voit que cette question est loin d'être résolue.

Dans le cas d'Uranus, M. *Deslandres* a trouvé que le sens de rotation est inverse, ce qui correspondrait au sens de révolution du satellite, qui est rétrograde, comme on sait, pour Uranus.

Pour donner une idée de la difficulté de ces observations spectroscopiques, il faut remarquer que les inclinaisons des raies ne dépassent pas quelques minutes d'arc et que ces raies sont très courtes.

M. *Bosler* a perfectionné cette méthode par l'emploi d'un prisme à réflexion totale permettant de retourner de 180° l'image de la planète sur la fente. On peut ainsi changer le sens de l'inclinaison des raies et, par suite, doubler l'effet observé.

La méthode spectroscopique a permis d'établir la nature physique de l'anneau de Saturne. Les observations de *Keeler* et de M. *Deslandres* ont prouvé définitivement que l'anneau est formé de particules ou de météorites. circulant comme des satellites autour de la planète, et non pas d'un anneau solide. La fente était placée suivant le grand axe de l'anneau, de manière à donner à la fois le spectre de la planète et celui des deux anses de l'anneau. Les raies du spectre du disque étaient inclinées en raison de la rotation de l'astre ; quant au spectre de l'anneau, ses lignes étaient aussi inclinées, mais en sens contraire, ce qui prouve que le bord extérieur de l'anneau a une vitesse radiale plus petite que celle du bord intérieur. C'est le contraire qui serait arrivé si l'anneau était un corps solide. De plus, la vitesse radiale observée correspond exactement à celle que devraient présenter des particules circulant

autour de la planète suivant les lois de Képler. Ces résultats ont été confirmés par *Campbell* et *Belopolski*. Nous donnons, en kilomètres par seconde, les vitesses radiales observées et calculées.

	KEELER	DES-LANDRES	BELO-POLSKY	CALCULÉ
Équateur	10,3 k.	9,4 k.	9,4 k.	10,3 k.
Anneau intérieur . .	20,0	20,1	21,0	21,0
Anneau extérieur . .	16,4	15,4	15,5	17,1

Si l'on place la fente du spectroscope suivant l'axe de rotation d'une planète, on peut mesurer le déplacement des raies produit par la variation de distance de la planète à la Terre. Cette étude fournit une confirmation très précise de l'exactitude du principe de Doppler-Fizeau, car les éléments des orbites et, par suite, les vitesses des planètes sont connues très exactement. Il faut remarquer encore ici que, la lumière des planètes venant du Soleil par réflexion, le déplacement des raies n'est pas produit uniquement par la variation de la distance R de la planète à la Terre, mais par la variation de la somme $R + R'$ de cette distance et du rayon vecteur R' de la planète.

Le mouvement radial des planètes est assez faible; il vaut environ 10 à 15 kilomètres par seconde, pour Vénus, aux époques les plus favorables. *Vogel*, et plus tard *Keeler*, à l'observatoire Lick, ont mesuré cette vitesse radiale : la valeur trouvée concordait très suffisamment avec la vitesse calculée.

33. **Vitesse radiale des comètes. Détermination de leur orbite.** — Les comètes émettant de la

lumière propre, on peut appliquer directement le principe de Doppler-Fizeau au déplacement de leurs raies brillantes. On est gêné par le fait que le spectre se compose de bandes qu'il est rare de pouvoir résoudre en lignes fines; aussi n'a-t-on guère déterminé qu'une fois la vitesse radiale du noyau d'une comète. En 1882, le spectre de la comète Wells présentait la particularité de contenir les raies jaunes du sodium, sur laquelle les mesures et la comparaison à une source terrestre étaient faciles. *Thollon* et *Gouy* observèrent que ces raies étaient déplacées de $\frac{1}{4}$ à $\frac{1}{5}$ de l'intervalle des deux raies du sodium ; ils en conclurent que la comète s'éloignait de la Terre avec une vitesse comprise entre 61 et 76 kilomètres par seconde; la vitesse était effectivement de 73 kilomètres. *Vogel* mesura aussi la vitesse radiale de cette comète, et la valeur trouvée concordait très exactement avec celle que l'on pouvait calculer d'après les éléments de l'orbite.

Le principe de Doppler-Fizeau permet aussi d'étudier les mouvements de la matière qui forme la queue des comètes. M. *Deslandres* a trouvé, en 1903, que la vitesse radiale de la queue différait de celle de la tête. Ce fait peut être considéré comme une preuve que la matière de la queue s'éloignait du noyau sous l'influence d'une force répulsive.

Si l'on détermine la vitesse radiale d'un astre par rapport à la Terre, la mesure de cette vitesse constitue une donnée qui peut servir dans la détermination de l'orbite. Avec la puissance toujours croissante des lunettes et les perfectionnements que l'on apporte chaque jour à la construction des spectroscopes et aux

méthodes d'observation, on peut s'attendre à ce que les mesures de vitesses radiales se fassent toujours avec plus de précision, et à ce qu'on puisse les appliquer à des astres de plus en plus faibles. Il n'est donc pas sans intérêt de chercher comment l'on peut, au moyen des vitesses radiales, déterminer, par exemple, l'orbite des comètes. Ce sujet a donné lieu à quelques travaux. *Moulton* a indiqué une méthode pour déterminer les éléments d'une orbite parabolique au moyen de deux observations de position et d'une seule mesure de vitesse radiale. Cette méthode est, en tous points, semblable à celle d'Olbers, c'est-à-dire que les distances accourcies ρ, ρ' de l'astre à la Terre sont données par la résolution de deux équations, dont la première est l'équation d'Euler et la seconde une relation de la forme $\rho = M\rho' + m$, tandis que, dans la méthode d'Olbers, cette seconde équation est, comme on sait, de la forme $\rho = M\rho'$.

34. **Rotation des étoiles autour de leur axe.** — *Abney*, en 1877, attira le premier l'attention sur le fait que le mouvement de rotation des étoiles autour de leur axe doit produire un élargissement des raies de leur spectre. Cet effet est nul si l'axe de rotation est parallèle au rayon visuel, maximum si l'axe est perpendiculaire à cette direction. Dans ce deuxième cas, il est facile de se rendre compte que, sur le disque apparent d'un astre, tous les points qui paraissent situés à la même distance de l'axe de rotation ont la même vitesse radiale ; la lumière donnée par deux cordes parallèles à l'axe et situées de chaque côté du centre donnera donc, dans le spectre, deux raies, dont l'écartement dépend de la différence des vitesses radiales des

deux cordes considérées. La largeur de la raie donnera la différence de vitesse des deux bords équatoriaux du disque. Les cordes situées près du centre, et dont la vitesse radiale est, par suite, relativement petite, sont plus longues que les cordes situées près du bord équatorial ; l'intensité de la raie sera donc plus forte au centre que sur ses bords, de telle sorte que la raie ne sera pas seulement élargie, mais estompée ou dégradée. Il est facile de trouver la loi de variation de l'intensité de chaque côté de l'axe de la raie et de la comparer à l'apparence des raies stellaires qui paraissent élargies. Pour pouvoir expliquer par cette théorie l'élargissement des lignes des spectres stellaires, il faut naturellement qu'elles soient toutes élargies et que leur courbe d'intensité réponde à la forme théorique. C'est ce qui n'a pas lieu généralement. Pourtant, toutes les raies paraissent élargies dans certains cas particuliers, et l'on a appliqué la théorie précédente à certaines étoiles du type I_b, et surtout à α Cygne. Dans cette dernière étoile, la vitesse radiale des bords équatoriaux serait de 25 kilomètres par seconde, c'est-à-dire environ douze fois plus grande que celle du Soleil.

35. **Vitesse radiale des Étoiles et des Nébuleuses.** — *Huggins,* en 1868, obtint le premier résultat positif. Il mesura le déplacement de la raie F du spectre de Sirius par rapport à celle du spectre d'un tube de Geissler. *Vogel* en 1871, *Maunder* en 1875, *Seabroke* en 1879, firent de nombreuses observations visuelles de vitesses radiales ; mais, en raison de la grande difficulté de ces mesures, les résultats des différents observateurs présentaient parfois des variations atteignant 50 à 60 kilomètres par seconde, c'est-à-dire que,

le plus souvent, on n'était même pas sûr de la direction du mouvement. *Spée* et *Secchi* affirmaient même que l'effet cherché n'existait pas.

En 1888, *Vogel* employa pour la première fois la photographie, et les résultats devinrent beaucoup plus précis ; la photographie permet en effet, en augmentant le temps de pose, de se servir d'une dispersion plus considérable. La précision des mesures de Vogel peut atteindre environ $\pm$ 3 k. ; les valeurs données par Vogel et par Scheiner ne diffèrent jamais de plus de 6 à 7 k. Les étoiles observées par Vogel ont donné des vitesses comprises entre $+$ 48 k. pour α Taureau et $-$ 38 k. pour γ Lion, la moyenne de leurs valeurs absolues valant 16 k. Depuis, les méthodes ont été de plus en plus perfectionnées, et aujourd'hui il semble utile de tenir compte, dans la réduction, des observations de corrections atteignant 0,1 ou 0,2 k.

Les vitesses radiales des nébuleuses sont relativement plus faciles à déterminer, parce que leur lumière est concentrée sur quelques lignes brillantes et fines au lieu d'être étalée sur un long spectre continu ; on peut donc se servir de dispersions assez fortes, bien que ces astres soient peu lumineux, et l'on peut dire que l'on connaît plus exactement les vitesses radiales des nébuleuses que leurs mouvements propres sur la sphère céleste. La détermination de la parallaxe des nébuleuses est extrêmement difficile, parce que ces astres ne présentent généralement aucun détail net ; aussi a-t-on pu avancer que la détermination de leurs vitesses radiales est encore la meilleure méthode pour évaluer leurs distances. En effet, si l'on considère un grand nombre de nébuleuses, la moyenne de leurs

vitesses absolues perpendiculairement au rayon visuel doit être voisine de la moyenne de leurs vitesses radiales ; on peut donc se faire au moins une idée de l'ordre de grandeur de la parallaxe des nébuleuses, en comparant la moyenne de leurs vitesses angulaires sur la sphère céleste à la moyenne de leurs vitesses radiales.

Le première vitesse radiale de nébuleuse a été déterminée, en 1867, par *Huggins*. *Keeler*, en 1890, a observé une dizaine de nébuleuses, et, comme la longueur d'onde de la raie principale est inconnue, il supposa que la moyenne des vitesses radiales des dix nébuleuses était sensiblement nulle ; il prit donc pour cette longueur d'onde la moyenne 5007,05 de ses dix déterminations. Plus tard, il observa le déplacement de la raie F de l'hydrogène dans la nébuleuse d'Orion, en la comparant à celle d'un tube de Geissler. Il put ainsi déterminer la véritable valeur de la longueur d'onde de la raie principale, valeur qui coïncide d'ailleurs sensiblement avec celle qu'il avait admise. Plus tard, *Scheiner* et *Wilsing* déterminèrent les vitesses radiales de quelques nébuleuses, en observant visuellement comme Keeler ; d'autres observateurs employèrent la méthode photographique. Nous donnons les vitesses radiales d'un certain nombre de nébuleuses d'après différents observateurs. On voit que les résultats sont très concordants, et que les vitesses radiales des nébuleuses sont tout à fait du même ordre de grandeur que celles des étoiles.

NÉBULEUSES	KEELER	SCHEINER	HARTMANN	WRIGHT
Orion	+ 18 k.	+ 15 k.		+ 16 k.
N. G. C. 1535	— 10			
» 3242	+ 6			
» 6210	— 34	— 32		
» 6543	— 65	— 64	— 66 k.	
» 6572	— 10	— 7	— 11	— 11
» 6790	+ 48	+ 40		
» 6818	— 17			
» 6826	— 8	0		
» 6891	+ 41	+ 40		
» 7009	— 49			
» 7027	+ 10	+ 17	+ 5	+ 12
» 7662	— 11	— 5		— 7

Nous avons vu que la vitesse radiale relative w d'un astre et de l'observateur était donnée par la formule :

$$w = v \frac{\Delta\lambda}{\lambda},$$

où $\Delta\lambda$ désigne le déplacement de la raie de longueur d'onde λ, et v la vitesse de la lumière en kilomètres par seconde, c'est-à-dire 299860. (Newcomb.) Dans cette formule, $\Delta\lambda$ est positif quand la raie est déplacée vers le rouge, négatif dans le cas contraire. La vitesse radiale doit donc être considérée comme positive quand l'astre s'éloigne, négative quand il se rapproche.

Nous donnons (Table I) les valeurs de la vitesse radiale w correspondant aux différentes raies de Fraunhofer, aux longueurs d'onde exprimées par des chiffres ronds et aux principales lignes des nébuleuses et de la couronne. Dans cette table, $\Delta\lambda$ est supposé égal à une unité d'Angström, c'est-à-dire au dix millionième de millimètre.

TABLE I

VITESSE RADIALE EN KILOM. PAR SECONDE CORRESPONDANT A UN DÉPLACEMENT DE 1.UA

LIGNE	w	Log w	LONGUEUR D'ONDE	w	Log w
C	45,69	1.6598	5 300	56,57	1.7526
D_1	50,86	1.7064	5 200	57,66	1.7609
D_2	50,91	1.7068	5 100	58,79	1.7693
D_3	51,03	1.7078	5 000	59,97	1.7779
5303	56,54	1.7524	4 900	61.19	1.7867
E_1	56,89	1.7551	4 800	62,47	1.7957
b_1	57.84	1.7622	4 700	63,80	1.8048
b_4	58.02	1.7636	4 600	65,19	1.8142
5007	59,89	1.7773	4 500	66,64	1.8237
4959	60,46	1.7815	4 400	68.15	1.8335
F	61,68	1.7901	4 300	69,73	1.8434
$H\gamma$	69,07	1.8393	4 200	71,39	1.8537
G	69,60	1.8426	4 100	73,13	1.8641
$H\delta$	73.10	1.8639	4 000	74,96	1.8748
H	75,56	1.8783	3 900	76.89	1.8859
K	76,23	1.8821	3 800	78,91	1.8971
$H\zeta$	77,10	1.8871	3 700	81,04	1.9087

36. **Correction des obervations de vitesses radiales.** — Le déplacement des raies, par l'effet du principe de Doppler-Fizeau, est dû au double mouvement de l'étoile et de l'observateur. Pour obtenir le mouvement propre de l'astre suivant la ligne de visée, il faut corriger l'observation pour éliminer l'influence du mouvement de l'observateur, qui est dû aux causes suivantes :

1° Mouvement de la Terre autour du Soleil;

2° Rotation de la Terre autour de son axe;

3° Mouvement de la Terre autour du centre de gravité de la Terre et de la Lune ;

4° Translation du système solaire.

La dernière correction est trop mal connue pour qu'on ait encore à en tenir compte ; la troisième atteint au plus 0,01 kilomètre, et peut, par conséquent, être négligée. Pourtant *Campbell* a donné des formules permettant d'en tenir compte. Nous appellerons x la correction provenant du mouvement de révolution de la Terre, y celle que produit son mouvement de rotation.

Il est facile de calculer la vitesse V de la Terre sur son orbite, en fonction des quantités suivantes :

a, le demi-grand axe de l'ellipse, que nous prendrons égal à 14950×10^4, d'après la valeur 8",80 de la parallaxe solaire adoptée par la conférence internationale des étoiles fondamentales.

e, l'excentricité de l'orbite, qui vaut 0,0168.

T, le temps de la révolution en secondes de temps moyen, soit 31558×10^3.

$L - L_1$, la différence de la longitude du Soleil et de celle du périgée (281° 20').

i, le complément de l'angle que forme la direction du mouvement de la Terre avec celle du rayon vecteur.

On a alors :

$$V = \frac{a}{\sqrt{1 - e^2}} \frac{2\pi}{T} \left[1 + e \cos (L - L_1)\right] \sec i, \qquad (1)$$

$$\operatorname{tg} i = \frac{e \sin (L - L_1)}{1 + e \cos (L - L_1)}. \qquad (2)$$

La correction x s'obtient en projetant la vitesse V sur la direction de la ligne de visée :

$$x = - V \sin (\lambda - L + i) \cos \beta, \qquad (3)$$

où λ et β représentent la longitude et la latitude de l'étoile.

Campbell a calculé des tables donnant les valeurs i et V en fonction de la longitude L du Soleil au moment de l'observation; il suffit de porter ces valeurs dans la formule (3) pour obtenir la correction x. Nous avons calculé de nouveau ces valeurs (Table II) en

TABLE II

CORRECTION x PROVENANT DU MOUVEMENT DE LA TERRE SUR SON ORBITE
VALEUR DE V ET DE i EN FONCTION DE L

L	V	Log V	i	L	V	Log V	i
0	29,87	1.4752	+56′.5	180	29,68	1.4724	—56′.5
10	29,79	1.4740	+57 .5	190	29,76	1.4737	—57 .5
20	29,70	1.4727	+57 .0	200	29,85	1.4749	—57 .0
30	29,62	1.4715	+55 .0	210	29,94	1.4762	—54 .0
40	29,53	1.4703	+50 .5	220	30,01	1.4773	—50 .0
50	29,46	1.4692	+45 .5	230	30,08	1.4783	—44 .5
60	29,40	1.4683	+38 .5	240	30,14	1.4792	—37 .5
70	29,34	1.4675	+30 .0	250	30,20	1.4800	—29 .5
80	29,30	1.4669	+21 .0	260	30,23	1.4805	—20 .5
90	29,28	1.4666	+11 .5	270	30,26	1.4809	—11 .0
100	29,27	1.4664	+ 1 .0	280	30,27	1.4810	— 1 .0
110	29,28	1.4665	— 9 .0	290	30,26	1.4809	+ 8 .5
120	29,30	1.4668	—19 .0	300	30,24	1.4806	+18 .5
130	29,34	1.4674	—28 .0	310	30,20	1.4801	+27 .5
140	29,39	1.4681	—36 .5	320	30,16	1.4794	+35 .5
150	29,45	1.4690	—44 .0	330	30,09	1.4785	+43 .0
160	29,51	1.4700	—50 .0	340	30,03	1.4775	+49 .0
170	29,59	1.4712	—54 .0	350	29,95	1.4764	+53 .5
180	29,68	1.4725	—56 .5	360	29,87	1.4752	+56 .5

prenant pour valeur de la parallaxe solaire 8″,80, au

lieu de 8",84. *Schlesinger* a donné d'autres tables de corrections. Éliminant V et *i* entre les trois équations, il arrive à une formule de la forme :

$$x = b \sin(L - \lambda) + c, \qquad (4)$$

où les quantités *b* et *c* ne contiennent plus la longitude variable du Soleil, et peuvent, par suite, être calculées pour chaque étoile. Schlesinger a formé des tables de ces deux quantités pour 370 étoiles parmi les plus brillantes, ce qui simplifie encore un peu le calcul de la correction ; les valeurs de *b* et *c* varient très peu et peuvent être considérées comme constantes pendant un très long espace de temps. Le premier terme de la formule (4) correspond à l'hypothèse d'une orbite circulaire, et peut atteindre 30 kilomètres pour les étoiles situées dans l'écliptique ; le second, qui dépend de l'excentricité de l'orbite, ne dépasse jamais 0,5 kilomètre.

On peut aussi se servir des données de la Connaissance des Temps. Ce procédé, un peu plus long comme calcul, a l'avantage de tenir compte non seulement du mouvement elliptique de la Terre, mais aussi de toutes les perturbations de ce mouvement. La Connaissance des Temps donne les valeurs ΔX_1, ΔY_1, ΔZ_1 des variations des coordonnées équatoriales du Soleil, variations qui, changées de signe, donnent les composantes de la vitesse de translation de la Terre sur son orbite. La correction x s'obtient alors en projetant les composantes de la vitesse de la Terre sur la direction de l'étoile, dont nous désignerons l'ascension droite et la déclinaison par α et δ :

$$x = d(\Delta X_1 \cos\alpha \cos\delta + \Delta Y_1 \sin\alpha \cos\delta + \Delta Z_1 \sin\delta)$$

$$\log d = 3{,}5392_n.$$

TABLE III

CORRECTION y PROVENANT DU MOUVEMENT DE ROTATION DE LA TERRE POUR LA LATITUDE DE PARIS.

ANGLE HORAIRE (—)	DÉCLINAISON										ANGLE HORAIRE (+)
	0°	±10°	±20°	±30°	±40°	±50°	±60°	±70°	±80°	±90°	
0h,0 ou 12h,0	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	12h,0 ou 24h,0
0 ,5 11 ,5	0,04	0,04	0,04	0,04	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,00	12 ,5 23 ,5
1 ,0 11 ,0	0,08	0,08	0,08	0,07	0,07	0,05	0,04	0,02	0,02	0,00	13 ,0 23 ,0
1 ,5 10 ,5	0,12	0,12	0,11	0,11	0,09	0,08	0,05	0,04	0,02	0,00	13 ,5 22 ,5
2 ,0 10 ,0	0,16	0,15	0,13	0,13	0,12	0,09	0,08	0,05	0,02	0,00	14 ,0 22 ,0
2 ,5 9 ,5	0,18	0,18	0,17	0,16	0,15	0,12	0,09	0,07	0,02	0,00	14 ,5 21 ,5
3 ,0 9 ,0	0,22	0,22	0,20	0,18	0,17	0,13	0,11	0,08	0,04	0,00	15 ,0 21 ,0
3 ,5 8 ,5	0,24	0,24	0,22	0,22	0,18	0,16	0,12	0,08	0,04	0,00	15 ,5 20 ,5
4 ,0 8 ,0	0,26	0,26	0,26	0,22	0,20	0,17	0,13	0,09	0,04	0,00	16 ,0 20 ,0
4 ,5 7 ,5	0,28	0,28	0,26	0,24	0,22	0,18	0,15	0,09	0,05	0,00	16 ,5 19 ,5
5 ,0 7 ,0	0,29	0,29	0,28	0,26	0,22	0,18	0,15	0,11	0,05	0,00	17 ,0 19 ,0
5 ,5 6 ,5	0,31	0,31	0,29	0,26	0,24	0,20	0,15	0,11	0,05	0,00	17 ,5 18 ,5
6 ,0 6 ,0	0,31	0,31	0,29	0,26	0,24	0,20	0,16	0,11	0,05	0,00	18 ,0 18 ,0

La correction y, dépendant du mouvement de rotation de la Terre, est donnée par la formule :

$$y = g \sin(t - \alpha) \cos\delta \cos\varphi$$

$$\log g = \bar{1},666_n,$$

où t représente le temps sidéral de l'observation, φ la latitude de l'observatoire. Nous donnons (Table III) la valeur de la correction y pour la latitude de Paris $\varphi = 48^\circ\ 50'$. Pour un autre lieu de latitude φ', on obtiendrait la valeur de la correction en multipliant ces nombres par $\dfrac{\cos\varphi'}{\cos\varphi}$.

37. **Détermination de la parallaxe solaire, de la position de l'Apex.** — Reprenons la formule (3) donnant la correction dépendant du mouvement de la Terre sur son orbite. Nous avons supposé connus les éléments de l'orbitre terrestre, y compris la valeur du demi-grand axe a, c'est-à-dire que nous avons adopté la valeur de la parallaxe solaire déduite des observations astronomiques; dans ces conditions, la formule (3) donne la correction à appliquer aux vitesses radiales. On peut, au contraire, déterminer x expérimentalement, et alors, en supposant connus tous les éléments de l'orbite terrestre, sauf sa dimension, c'est-à-dire le demi-grand axe, la formule (3) donnera cette dernière valeur et, par suite, la parallaxe solaire.

Supposons que l'on détermine la vitesse radiale d'une étoile placée près de l'écliptique à deux époques distantes de six mois environ, et choisies de telle sorte que la correction x atteigne à ce moment sa plus grande valeur absolue. Soient W la vitesse radiale incon-

nue de l'étoile par rapport au Soleil w, w' les vitesses radiales observées, on a :

$$w = W - V \sin(\lambda - L + i) \cos \beta,$$
$$w' = W - V' \sin(\lambda - L' + i') \cos \beta.$$

En soustrayant, l'inconnue W disparaît, et l'on a :

$$w - w' = a \frac{\cos \beta}{\sqrt{1 - e^2}} \frac{2\pi}{T} \times$$
$$\left\{ \begin{array}{l} \sin(\lambda - L' + i') \left[1 + e \cos(L' - L_1)\right] \sec i' \\ - \sin(\lambda - L + i) \left[1 + e \cos(L - L_1)\right] \sec i \end{array} \right\},$$

où le deuxième membre ne contient a qu'en facteur.

La valeur de a donnée par cette formule ne permet pas, dans l'état actuel des méthodes d'observations, de corriger la parallaxe solaire déduite des observations astronomiques. Pourtant il est facile de se rendre compte que, si nous avions pris dans les formules de réduction la valeur 8",84 de la parallaxe adoptée par Campbell et non 8",80, les corrections auraient différé de $0^k,13$. Inversement, si l'on détermine les vitesses radiales avec une précision atteignant le dizième de kilomètre, on pourra calculer la parallaxe à 0",03 près. Il est permis d'espérer que la détermination de la vitesse radiale, sinon pour une étoile, du moins pour la moyenne d'un grand nombre d'observations, atteindra et dépassera un jour la précision du dizième de kilomètre. Alors la méthode spectroscopique deviendrait supérieure aux observations astronomiques pour la détermination de la parallaxe solaire. Cette méthode, proposée par *Gill,* a été appliquée par *Küstner* à Arcturus; il a obtenu pour vitesse moyenne de la Terre sur

son orbite 29,617 kilomètres, ce qui correspond à la valeur 8″,844 de la parallaxe solaire.

La détermination de l'*Apex*, c'est-à-dire du point du ciel vers lequel se dirige l'ensemble du système solaire et de la vitesse avec laquelle s'effectue ce déplacement, a d'abord été poursuivie par l'observation des mouvements propres des étoiles. Ces mouvements ne sont pas distribués absolument au hasard dans toutes les directions, mais ont, en moyenne, un sens déterminé à cause du mouvement de translation du Soleil. L'emploi des vitesses radiales fournit une nouvelle donnée pour cette étude et est particulièrement précieux pour la vitesse du déplacement.

Soient α, δ, ρ l'ascension droite, la déclinaison et la distance au Soleil d'une étoile; x, y, z les différences de ses coordonnées rectangulaires et de celles du Soleil par rapport à des axes fixes convenables, de telle sorte que l'on ait :

$$x = \rho \cos \delta \cos \alpha, \quad y = \rho \cos \delta \sin \alpha, \quad z = \rho \sin \delta,$$

$$\rho = \sqrt{x^2 + y^2 + z^2}.$$

Soient X, Y, Z les composantes suivant les mêmes axes de la vitesse de translation du système solaire, x', y', z' celles de la vitesse propre de l'étoile, la variation de la distance ρ sera donnée par la formule :

$$\frac{d\rho}{dt} = \frac{1}{\rho}\left[x(x' - X) + y(y' - Y) + z(z' - Z)\right],$$

remplaçons x, y, z, ρ par leurs valeurs :

$$X \cos \alpha \cos \delta + Y \sin \alpha \cos \delta + Z \sin \delta$$
$$= -\frac{d\rho}{dt} + ax' + by' + cz',$$

où a, b, c ont des valeurs convenables.

Si on admet que les mouvements réels des étoiles s'effectuent en moyenne dans toutes les directions, les trois derniers termes peuvent être considérés comme des erreurs accidentelles ; on peut les supprimer, et l'on aura un certain nombre d'équations, entre X, Y, Z et les vitesses radiales observées, que l'on résoudra par la méthode des moindres carrés.

Nous donnons les valeurs successives trouvées par différents observateurs pour l'ascension droite et la déclinaison de l'Apex ainsi que pour la vitesse du mouvement de translation.

	KÖVESLIGETHY	HOMANN	KEMPF	RISTEIN	CAMPBELL
Æ	261°,0	320°,1	206°,1	218°	277°,5
D	+ 35°,1	+ 41°,2	+ 45°,9	+ 45°	+ 20°,0
V	60,8 k.	39,3 k.	18,6 k.	17,5 k.	19,9 k.

La position de l'Apex et la vitesse de translation semblent d'ailleurs varier quand on considère seulement les étoiles les plus brillantes, ou au contraire les plus faibles.

38. **Étoiles doubles spectroscopiques. — Recherche de la dispersion dans le vide.** — En 1890, *Pickering* remarqua sur des épreuves du service spectrophotographique de l'observatoire de Harvard College, des dédoublements périodiques des raies dans le spectre de ζ Grande Ourse. A la même époque, *Vogel* et *Scheiner* observèrent des déplacements périodiques de raies dans le spectre d'Algol (β Persée). Ces étoiles constituent des couples trop serrés pour qu'on puisse les séparer avec une

lunette, mais la vitesse radiale de leurs composantes permet au spectroscope de déceler leur nature. Plus tard *Bailey, Campbell, Deslandres* étudièrent d'autres étoiles de ce type; leur nombre dépasse actuellement 140; une des plus belles est β du Cocher. La découverte des étoiles doubles spectroscopiques n'est limitée que par l'éclat de ces astres, qui doit être suffisant pour supporter la dispersion du spectroscope; la séparation des composantes au moyen de la lunette est limitée par leur distance angulaire. La méthode spectroscopique a permis de découvrir des étoiles doubles dont l'écartement ne dépassait probablement pas 0″,005; elle est donc de beaucoup supérieure à la méthode astronomique pour la découverte des étoiles doubles.

Les déplacements des raies permettent de construire la courbe des vitesses radiales d'une des composantes en fonction du temps; cette courbe, qui donne immédiatement la période, fournit aussi les autres éléments de l'orbite, ou du moins certains d'entre eux, car l'inclinaison du plan de l'orbite et la ligne des nœuds restent indéterminées. Nous n'avons pas à donner les formules de ces déterminations d'orbites, qu'on trouve exposées dans le traité de M. *Ch. André*.

Si les rayons des différentes longueurs d'onde mettent des temps différents pour venir de l'étoile, c'est-à-dire si le milieu traversé est dispersif, les époques de dédoublement des raies doivent différer suivant la région du spectre. Le spectroscope fournit donc une méthode capable de déceler l'existence de la dispersion dans le vide; cette méthode, qui a été employée par *Belopolski* et par *Tickhoff*, n'a pas encore donné de résultats définitifs.

39. **Emploi des vitesses radiales pour déterminer les orbites et les parallaxes des étoiles doubles.** — Dans le cas des étoiles dont on peut séparer visuellement les composantes, l'application du principe de Doppler-Fizeau permet soit de déterminer l'orbite sans faire d'hypothèse sur sa forme si on connaît la parallaxe, soit de trouver la parallaxe si on connaît l'orbite.

Pour trouver l'orbite relative d'une des composantes d'un système binaire par rapport à l'autre, on est obligé d'admettre, avec les méthodes ordinaires, que cette orbite est une ellipse dont l'étoile, que nous appellerons étoile de comparaison, occupe un des foyers. Cela revient à supposer que les deux corps obéissent à la loi de Newton, et de plus on admet ainsi que le mouvement n'est pas troublé par le voisinage de quelque astre invisible, comme cela a peut-être lieu pour certaines étoiles comme *p* Ophiucus et ζ Cancer. Il y a donc intérêt à déterminer l'orbite sans faire d'hypothèse sur la loi du mouvement, et nous avons montré qu'on peut y arriver par la méthode spectroscopique.

L'orbite apparente est la projection de l'orbite réelle sur le plan perpendiculaire à la ligne de visée; il s'agit donc de déterminer les valeurs i, ω de l'inclinaison du plan de l'orbite et de la position de la ligne des nœuds, par rapport à des axes parallèles à des axes fixes et passant par l'étoile de comparaison.

Supposons que l'on connaisse, pour une certaine époque, les coordonnées polaires ε, v, d'un point de l'orbite apparente, ainsi que leurs dérivées par rapport au temps $\frac{d\varepsilon}{dt}$, $\frac{dv}{dt}$; on peut obtenir ces

quantités au moyen de l'ensemble des observations, si l'on a établi, par une des méthodes connues, l'équation de l'orbite apparente. Ce sont. en effet, les coordonnées d'un point de cette orbite et leurs dérivées par rapport au temps. Si l'on a déterminé l'orbite apparente par une méthode graphique, on pourra aussi facilement trouver la direction de la vitesse et sa valeur. Nous supposerons, de plus, que l'on connaît, pour la même époque, au moyen du spectroscope, la différence des vitesses radiales a des deux composantes par rapport à la Terre. Les coordonnées rectangulaires de l'étoile considérée par rapport à l'étoile de comparaison sont, en désignant par D la distance du couple à la Terre :

$$x, \quad y = D\varepsilon \cos v, \quad z = D\varepsilon \sin v.$$

Les composantes de sa vitesse seront :

$$\frac{dx}{dt} = a,$$

$$\frac{dy}{dt} = D\left(\cos v \frac{d\varepsilon}{dt} - \varepsilon \sin v \frac{dv}{dt}\right) = D\,b,$$

$$\frac{dz}{dt} = D\left(\sin v \frac{d\varepsilon}{dt} + \varepsilon \cos v \frac{dv}{dt}\right) = D\,c.$$

Si le mouvement s'effectue dans un plan, il suffira de déterminer à une seconde époque les quantités a_1, b_1, c_1, pour avoir l'équation du plan de l'orbite, qui est donnée par le déterminant :

$$\begin{vmatrix} x & y & z \\ a & Db & Dc \\ a_1 & Db_1 & Dc_1 \end{vmatrix} = 0,$$

ou, avec des notations convenables :

$$DAx + By + Cz = 0.$$

On voit que l'on a immédiatement la position de la ligne des nœuds par la formule :

$$\operatorname{tg} \omega = -\frac{B}{c}.$$

Mais on n'aura l'inclinaison que si l'on connaît la parallaxe $p = \frac{1}{D}$.

Remarquons que ces formules donnent, sans ambiguïté, la valeur de i, contrairement aux méthodes habituelles. Ces méthodes ne déterminent, en effet, que la forme de l'orbite réelle, mais ne permettent pas de distinguer cette orbite de sa symétrique par rapport au plan de l'orbite apparente. Nous voyons donc que, si l'on ne se sert pas du principe de Doppler-Fizeau pour éviter l'hypothèse que le mouvement s'effectue suivant la loi de Newton, on est toujours obligé d'y avoir recours pour lever l'ambiguïté qui existe entre l'orbite réelle et sa symétrique.

Si l'on détermine les trois quantités a_2, b_2, c_2, correspondant à une troisième époque, on doit avoir, si l'orbite est plane :

$$\begin{vmatrix} a & b & c \\ a_1 & b_1 & c_1 \\ a_2 & b_2 & c_2 \end{vmatrix} = 0.$$

La valeur de ce déterminant permet de vérifier si le mouvement se fait bien dans un plan, c'est-à-dire n'est pas troublé par des satellites obscurs. Or ce déterminant ne contient pas la parallaxe ; le principe de Doppler-Fizeau permet donc toujours de découvrir si un couple possède ou non des satellites invisibles.

Si l'orbite est plane, on peut vérifier que la loi de Newton est exacte en déterminant l'orbite réelle; dans ce cas, l'orbite réelle doit être une ellipse dont l'étoile de comparaison occupe un des foyers.

Nous avons vu que cette méthode ne détermine pas la tangente de l'inclinaison, mais seulement le rapport de cette tangente à la parallaxe. Si l'on admet que le mouvement s'effectue suivant la loi de Newton, on sait qu'on peut déterminer, sans se servir des vitesses radiales, l'inclinaison du plan de l'orbite et la position de la ligne des nœuds; on peut donc inversement, connaissant l'orbite, se servir de la méthode précédente pour trouver la parallaxe. Une méthode analogue, mais basée sur l'observation d'une seule vitesse radiale, a été proposée par *Niven, Pickering, See,* et employée par *Belopolski*[1].

Jusqu'ici nous avons supposé le centre de gravité du système immobile par rapport à la Terre. Si le couple a un mouvement propre sur la sphère céleste et un mouvement propre radial, il en résulte des corrections à appliquer aux observations des différentes époques pour les rendre comparables. On connaît, en effet, la projection de la distance des deux étoiles sur un plan perpendiculaire à la ligne de visée; mais, si le centre de gravité se déplace, ce plan ne reste pas parallèle à lui-même, et il faudra, pour avoir les coordonnées de l'étoile par rapport à des axes de direction fixe passant par l'étoile de comparaison, faire subir aux observations des corrections qui pourront devenir sensibles avec le temps.

[1] Ch. André, *Traité d'astronomie stellaire,* II, p. 69.

Supposons d'abord que la distance du couple à la Terre reste constante. Si l'on désigne par ω l'angle de position du nœud pour lequel l'étoile s'éloigne de la Terre, et par i l'inclinaison, on trouve que les corrections $\Delta\varepsilon$ Δv à appliquer aux observations ε, v sont :

$$\frac{\Delta\varepsilon}{\varepsilon} = \cos v \sin (v - \omega)\, \alpha \operatorname{tg} i,$$

$$\Delta v = \sin v \sin (v - \omega)\, \alpha \operatorname{tg} i,$$

α désignant le déplacement angulaire du couple entre les deux époques considérées.

Il faut remarquer que l'intervention du spectroscope est indispensable ici pour trouver quel est le nœud pour lequel l'étoile s'éloigne de la Terre. Si l'on ne possédait pas la méthode spectroscopique, on ne pourrait pas déterminer le sens des corrections précédentes. Nous avons montré que ces corrections pouvaient déjà être sensibles pour certains couples écartés et possédant un fort mouvement propre, comme 61 Cygne et α Centaure.

Enfin on peut, au moyen de la méthode spectroscopique, déterminer la correction $\Delta\varepsilon$ due au déplacement radial du centre de gravité par rapport à la terre. Soient a cette vitesse, t l'intervalle de temps compris entre les deux observations que l'on veut rendre comparables, p la parallaxe, on trouve facilement :

$$\frac{\Delta\varepsilon}{\varepsilon} = p.a.t.$$

En résumé, l'application du principe de Doppler-Fizeau aux étoiles doubles permet de déterminer l'orbite sans faire d'hypothèse sur la loi du mouvement,

et permet de calculer les petites corrections dues à leur mouvement propre. On peut dire qu'avec ces formules la généralité de la loi de Newton, étendue aux étoiles doubles, cesse d'être une hypothèse dont la probabilité augmente de jour en jour, pour devenir une vérité d'expérience dont l'exactitude peut se vérifier par la rigueur de plus en plus grande des observations.

Dans le cas des étoiles triples ou multiples, l'orbite réelle d'une des composantes se trouve sur un cylindre droit dont on connaît la base, qui est l'orbite apparente. Si on construit, au moyen des vitesses radiales observées, une courbe : $a = f(t)$,
on aura :

$$x = \int_0^t f(t)\, dt + \text{constante}.$$

L'aire de la courbe obtenue représente, à une constante près, la valeur de l'ordonnée x de l'orbite réelle. Le principe de Doppler-Fizeau, appliqué aux étoiles triples, peut donc fournir des résultats du plus grand intérêt pour la mécanique céleste.

BIBLIOGRAPHIE DU CHAPITRE VI

Abney. *M. N.*, XXXVII, 1877, p. 278.

Belopolski. *A. N.*, CXXXIX, 1895, p. 1 et 209.

Campbell. *A. J.*, II, 1895, p. 127. *Astr. and Astr.*, XI, 1892, p. 319. *A. J.*, X, 1899, p. 186.

Cornu. *C. R.*, XCVIII, 1884, p. 169. *A. C. P.*, (6), VII, 1886, p. 1.

Crew. *Amer. Journal*, (3), XXXV, 1888, p. 151. *J. P.*, (2), VIII, 1889, p. 142.

Deslandres. *C. R.*, CXX, 1895, p. 417 et 1155; CXXXVI, 1903, p. 204; CXXXV, 1902, p. 228 et 472.

Duner. *Sur la rotation du Soleil.* Stockholm, 1890. *A. N.*, CXXIV, 1890, p. 267.

Huggins. *Phil. Trans.*, CLVIII, 1868, p. 529. *C. R.*, LXXXII, 1876, p. 1291.

Keeler. *A. J.*, I, 1895, p. 352 et 416; II, 1895, p. 63 et 163, *Publ. of the astr. Society of the Pacific*, II, 1890, p. 265.

Ketteler. *Pogg. Ann.*, CXLIV, 1871, p. 550.

Langley. *Amer. Journal*, (3), XIV, 1877, p. 140.

Lowell. *C. R.*, CXXXIX, 1904, p. 663.

Maunder. *Observ.*, VIII, 1885, p. 117.

Moulton. *A. J.*, X, 1899, p. 14.

Niven. *M. N.*, XXXIV, 1874, p. 339.

Pérot. *C. R.*, CXLVII, 1908, p. 340.

Pickering. *M. N.*, L, 1890, p. 296.

Poincaré. *C. R.*, CXX, 1895, p. 420.

Salet (P.). *B. A.*, XIX, 1902, p. 61.

Schlesinger. *A. J.*, X, 1899, p. 1.

Thollon. *C. R.*, LXXXVIII, 1879, p. 169; XCI, 1880, p. 368.

Thollon et Gouy. *C. R.*, XCV, 1882, p. 555; XCVI, 1883, p. 371.

Vogel. *A. N.*, LXXVIII, 1871, p. 250; XC, 1877, p. 72; CII, 1882, p. 199; CXIX, 1888, p. 97; CXXI, 1889, p. 241. *Berl. Ber.*, 1888, p. 397.

Young. *Amer. Journal*, (3), XII, 1876, p. 320.

Zöllner. *Pogg. Ann.*, CXLIV, 1871, p. 449; CXLVII, 1871, p. 617.

CHAPITRE VII

SPECTRE NORMAL DU SOLEIL. — RAIES DE FRAUNHOFER. — LOI DE KIRCHHOFF. — LIMITES DU SPECTRE DANS L'ULTRA-VIOLET ET L'INFRA-ROUGE. — RAIES TELLURIQUES.

Nous distinguerons trois parties dans l'étude du spectre solaire : nous nous occuperons d'abord du spectre normal ou spectre moyen du Soleil, que l'on obtient en faisant tomber sur la fente du spectroscope la lumière provenant indistinctement de tous les points du disque. Puis nous étudierons le spectre des différentes régions de l'astre, telles que les taches et les facules ; et enfin nous verrons le spectre de l'atmosphère solaire, qui est visible à l'extérieur du disque pendant les éclipses totales, et qu'on peut, en partie, étudier en dehors des éclipses par la méthode de Janssen-Lockyer.

La distinction entre le spectre du disque solaire et celui des taches ou des facules est relativement récente ; les changements qui peuvent survenir dans le spectre de l'ensemble du disque semblent très rares, et un pareil phénomène n'a été observé qu'une fois, en 1894, par Hale, qui lui a donné le nom de *spectre anomal*. Enfin, jusqu'aux travaux récents dont nous avons parlé, tels

que ceux de MM. Pérot et Fabry et MM. Humphreys et Mohler, on considérait, avec Rowland, la position des raies du spectre solaire comme absolument fixe et identique à celle de ces raies dans le spectre de l'arc électrique. On pouvait donc, jusqu'à ces derniers temps, parler du *spectre normal* du Soleil comme d'un phénomène unique et immuable, dont l'étude pouvait être faite une fois pour toutes et ne devait être reprise que lorsque l'état de la science permettait d'obtenir une précision plus grande.

Aujourd'hui, on sait que la nature du spectre solaire n'est pas aussi simple et qu'elle varie avec le point considéré et aussi avec le temps. D'ailleurs, la position des raies n'est pas identiquement la même que celle que l'on observe dans l'arc électrique. De plus, la nature périodique des phénomènes de l'activité solaire ne fait plus de doute, et, comme nous l'avons vu dans l'introduction, la connaissance de ces périodes est de la plus grande importance, en raison de la dépendance solaire de tous les phénomènes météorologiques terrestres. Aussi l'étude continue et systématique des variations du spectre des différentes parties du Soleil, c'est-à-dire des taches et des facules, est-elle devenue dans ces derniers temps la branche la plus importante de l'astrospectroscopie, tandis que le spectre de l'ensemble de la lumière de l'astre semblait devenir moins intéressant à étudier. Le spectre moyen du Soleil ne donne qu'une reproduction grossière, en quelque sorte, du phénomène; il est pourtant sensiblement constant, c'est-à-dire que ses variations, comme nous l'avons dit, sont très rares et très faibles. Il y a donc lieu de l'étudier séparément, abstraction faite de ces variations.

L'étude de ce spectre constitue d'ailleurs la base des connaissances que l'on peut acquérir sur la constitution physique du Soleil et sur la place qu'il occupe au milieu des autres étoiles. On peut comparer, en effet, le spectre normal du Soleil à celui des étoiles, qui, en raison de leur diamètre insensible, représente le spectre moyen de ces astres.

40. **Le spectre normal. — Historique.** — *Wollaston* en 1802, puis *Fraunhofer* en 1814, observèrent l'existence de raies sombres perpendiculaires à l'extension longitudinale du spectre du Soleil ; mais ils ne cherchèrent pas à en donner l'explication. Wollaston dut sa découverte à l'emploi qu'il fit pour la première fois d'une fente très fine qu'il regardait simplement au travers d'un prisme. *Newton* avait déjà remarqué avant lui qu'on obtient un spectre plus pur en prenant comme source de lumière un parallélogramme de $\frac{1}{10}$ ou $\frac{1}{20}$ de pouce de largeur, au lieu d'une ouverture circulaire ; mais la largeur de cette fente était encore trop grande pour lui permettre de distinguer les lignes sombres. Wollaston remarqua aussi que le chlorure d'argent est altéré non seulement par la partie violette du spectre, mais encore par la partie invisible qui lui fait suite. Cette expérience constitue la première photographie du spectre ultra-violet. Fraunhofer cherchait dans le spectre des points de repère en vue de déterminer les indices de certains verres pour des couleurs bien définies ; aussi ne se contenta-t-il pas d'observer l'existence des raies sombres, mais il chercha à mesurer leurs positions. Il observa que les lignes noires sont toujours visibles dans la lumière venant du Soleil, que cette lumière

soit directe ou réfléchie par les nuages ou diffusée dans l'atmosphère. Il vit aussi que ces raies ont une position fixe par rapport aux couleurs des différentes parties du spectre, qu'elles sont toujours semblablement disposées, et qu'avec un même prisme elles sont placées à la même distance les unes des autres. Le dessin qu'il en avait fait représentait donc un phénomène constant et bien déterminé. Pour faciliter la désignation des différentes couleurs du spectre, Fraunhofer choisit les huit raies les plus visibles et leur donna les noms des lettres de l'alphabet depuis A jusqu'à H, noms par lesquels on les désigne encore aujourd'hui. A et B sont dans la partie rouge du spectre, C dans l'orangé, D à la limite de l'orangé et du jaune, E dans

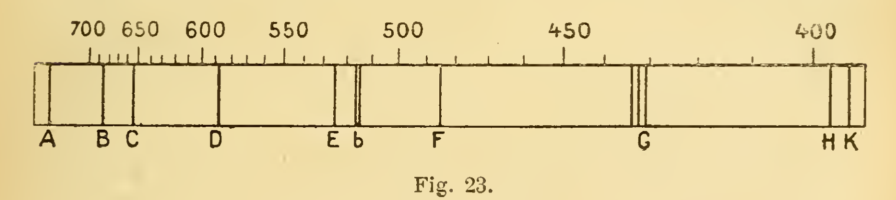


Fig. 23.

le vert-jaune, F dans le vert-bleu, G dans le bleu foncé ou indigo, H à l'extrémité du violet. Il nota, de plus, un groupe important de lignes fines entre A et B, et trois lignes entre E et F, groupes qu'il appela respectivement *a* et *b* (fig. 23).

Le dessin de Fraunhofer contient cinq cent soixante-seize raies, et, comme sa longueur est assez réduite, il en résulte que les raies font paraître le spectre presque noir ; en réalité pourtant, les raies sombres sont pour la plupart excessivement étroites, et la partie lumineuse du spectre est en surface beaucoup plus importante que la

partie obscure. La partie supérieure du dessin porte une courbe dont l'ordonnée représente l'intensité visuelle de la partie correspondante du spectre ; on peut considérer cette courbe comme le premier essai de spectrophotométrie.

Fraunhofer, qui fut le premier à étudier le spectre solaire, doit aussi être regardé comme le fondateur de l'astrospectroscopie. Il appliqua en effet le spectroscope à l'étude de la lumière des astres, notamment à celle de Vénus et de la Lune ; il reconnut que, dans ce cas, la lumière est identique à celle du spectre solaire, ce qui prouve que ces astres ne sont pas lumineux par eux-mêmes, mais réfléchissent simplement les rayons du Soleil. Il remarqua également que la double raie D du spectre solaire coïncide avec la position des raies de la lumière émise par une lampe, raies que l'on sait aujourd'hui être caractéristiques de la vapeur de sodium. Il restait à prouver que les raies du spectre solaire n'étaient pas dues à l'atmosphère terrestre, comme on était naturellement porté à le penser, puisqu'on n'avait pas encore observé dans le laboratoire de spectre renversé. Fraunhofer, qui avait deviné que l'atmosphère n'était pas la cause des raies sombres, le prouva bientôt en observant des spectres d'étoiles et en montrant qu'ils présentent des raies différentes de celles du spectre solaire. Cette découverte constitue la base de l'étude de la chimie solaire ou stellaire.

En 1844, *Mathiessen* donna un beau dessin du spectre solaire. Il observait simplement avec un prisme et une lentille cylindrique plan-convexe collée au prisme, et dont l'axe était parallèle à la fente et à l'arête du prisme. Les rayons pénétraient normalement dans le prisme. Vers la même époque, *Zantedes-*

chi, à Padoue, s'adonnait à la même étude. Il perfectionna la méthode de Fraunhofer en plaçant le prisme entre deux lentilles, tandis que ce dernier observait simplement au travers du prisme et avec une lunette une fente placée à une certaine distance. L'appareil de Zantedeschi comportait donc, en somme, un collimateur et une lunette, et par suite différait peu des spectroscopes actuels. Ce perfectionnement important fut d'ailleurs découvert à la même époque et indépendemment par *Swan,* en 1847. D'autre part, *Masson,* en 1854, se servit d'un spectroscope comprenant un collimateur et une lunette, et semblable, sauf par le manque d'échelle divisée, au spectroscope de Kirchhoff et Bunsen, que nous avons décrit.

41. **Constitution physique du Soleil. Kirchhoff.** — La nature des raies noires du spectre solaire devait rester inconnue, malgré les recherches des plus habiles physiciens, jusqu'en 1860, époque à laquelle *Kirchhoff* énonça la découverte qui a immortalisé son nom. Kirchhoff dessina le spectre solaire au moyen d'un spectroscope à quatre prismes plus dispersif que tous ceux dont on s'était servi jusqu'alors, et il employa une échelle divisée pour repérer la position des raies. Son dessin, qui ne s'étend que de la raie D à la raie F, a plus d'un mètre de longueur. Les autres parties, de A à D et de F à G, ont été dessinées par son élève *Hoffmann* avec le même instrument et la même méthode. L'ensemble forme une longueur de $2^{m}50$ environ. Mais Kirchhoff ne se contenta pas d'étudier pratiquement la lumière du spectre solaire, il donna aussi l'explication théorique de la présence des raies obscures et annonça que ces raies étaient pro-

duites par l'absorption de vapeurs métalliques relativement froides, entourant le Soleil.

Cette idée, comme la plupart des découvertes scientifiques, avait été aperçue ou même formulée en partie par beaucoup d'autres savants. *Foucault,* en 1849, avait déjà observé le phénomène du renversement des raies dans l'arc électrique, où il avait vu une raie noire se former à la place de la raie brillante D du sodium ; mais il n'avait pas donné l'explication de ce phénomène. *Stokes, Thomson,* avaient énoncé presque exactement la découverte de la constitution physique du Soleil. *Euler*, lui-même, en 1770, dans sa *Theoria lucis,* avait posé le principe suivant : « Chaque corps absorbe la couleur ayant une longueur d'onde égale à celle dans laquelle oscillent ses plus petites particules. » *Angström,* en 1853, écrivait « qu'un gaz à l'état d'incandescence émet des rayons lumineux de la même réfrangibilité que ceux qu'il peut absorber ». *Brewster,* ayant remarqué la coïncidence des raies noires et de celles du sodium, supposait que certains rayons étaient absorbés par un milieu qui devait se trouver dans le Soleil. *Robiquet,* en 1859, écrivait que les vapeurs entourant un corps incandescent interceptent une partie plus ou moins considérable du rayonnement total, en produisant des bandes ou des lignes sombres. Mais ce fut Kirchhoff qui donna corps, en quelque sorte, à cette théorie et lui donna sa forme définitive : le Soleil est formé d'une sphère lumineuse, qui, si elle était seule, produirait un spectre continu, et d'une atmosphère ou couche gazeuse enveloppant cette sphère et produisant, par son absorption, les raies noires de Fraunhofer.

Kirchhoff étudia d'une façon très détaillée la question de la probabilité de la présence d'une vapeur dans l'atmosphère solaire, d'après le nombre des coïncidences trouvées entre ses raies et celles du spectre de Fraunhofer. Il juxtaposa dans son spectroscope le spectre solaire et celui de la vapeur. La distance moyenne de deux raies consécutives était de 2 millimètres. Il admit que deux raies situées dans chaque spectre étaient en coïncidence quand, dans son dessin, leur distance était moindre que $0^{mm},5$. Alors, considérant la vapeur du fer, pour laquelle il avait trouvé soixante coïncidences, il calcula que la probabilité pour qu'un tel fait soit dû au hasard était moindre que $\left(\frac{1}{2}\right)^{60}$. Il ne faudrait pas pourtant être dupe de ces résultats du calcul des probabilités. En effet, on remarqua plus tard que toutes les raies d'un élément donné ne se trouvent pas dans le spectre solaire, et l'on supposa d'abord que ces raies supplémentaires, observées seulement dans le laboratoire, étaient dues à des impuretés, de telle sorte que les coïncidences observées par Kirchhoff démontreraient bien toujours l'existence de l'élément considéré, mais dans un état de pureté où nous ne l'avons jamais observé.

42. **Théorie de la dissociation**. — On peut faire encore une autre supposition et penser que nos éléments ne sont pas véritablement des corps simples, et qu'aux températures élevées, comme celles qui doivent régner dans le Soleil, ils se dissocient et que leurs éléments dissociés donnent des spectres plus simples. Dans ce cas, les raies dont nous observons les coïncidences correspondraient à un état différent des molé-

cules du corps considéré. Cette théorie, soutenue principalement par *Lockyer,* trouve certaines confirmations dans la physique céleste, notamment dans le fait que, dans les spectres des taches, les différentes raies d'un même élément se comportent différemment, ne sont pas élargies ou renforcées en même temps, ou même sont inégalement déplacées, ce qui semble indiquer des vitesses variables des différentes parties dissociées de l'élément. La théorie de la dissociation n'est pas une simple hypothèse sans fondements expérimentaux. On sait, en effet, notamment d'après les travaux de Plücker et Hittorf et de G. Salet, que les métalloïdes peuvent donner deux spectres différents, suivant les conditions de température et de pression. Les métaux peuvent aussi, d'après les expériences de Roscoë et Lockyer, présenter des spectres différents, et, d'après des recherches récentes[1], beaucoup d'entre eux semblent pouvoir donner un spectre tout différent de leur spectre habituel, quand on les soumet à des étincelles provenant de condensateurs à grande capacité, c'est-à-dire très chaudes. Ces observations amènent à penser qu'aux très hautes températures il doit se produire des modifications et des simplifications dans la structure des molécules des corps que l'on croyait simples. Il n'y a d'ailleurs pas de raison pour que les spectres des éléments qui, dans l'hypothèse de la dissociation, forment en réalité nos corps simples, comprennent précisément certaines lignes du spectre de l'élément considéré ; ces spectres peuvent être complètement différents, de telle sorte qu'un de nos corps simples, transporté dans le

[1] Goldstein, *Physikalische Zeitschrift,* oct. 1907.

Soleil, peut donner un spectre qui diffère absolument de celui que nous avons l'habitude de lui voir. On dit généralement que, si la Terre était portée à la température du Soleil, son spectre serait le même que celui de cet astre. On voit que, si la théorie de la dissociation est exacte, cette affirmation est loin d'être prouvée.

43. **Éléments présents dans le Soleil**. — Quoi qu'il en soit, depuis Kirchhoff, les dessins toujours plus précis du spectre solaire ont permis d'identifier un nombre de raies de plus en plus considérable avec

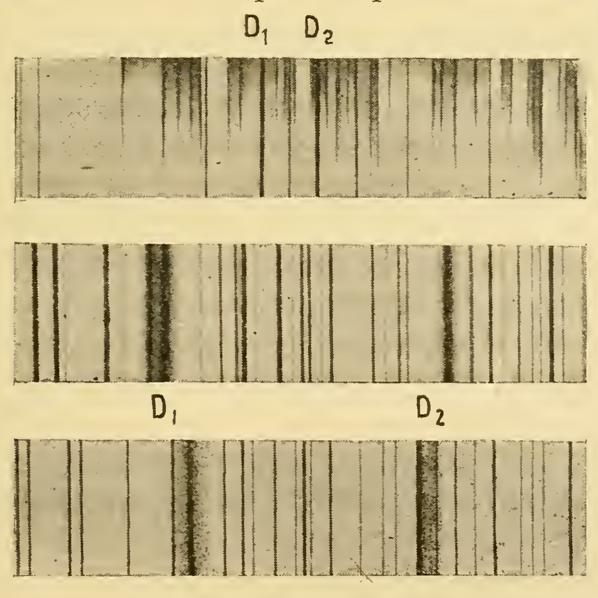


Fig. 24. — Raies D_1 et D_2, d'après Angström, Thollon, Fiévez.

celles des éléments terrestres. *Angström* donna le premier un dessin du spectre gradué en longueurs d'onde, et non plus avec une échelle divisée arbitraire. Il se servait d'un réseau dont les traits étaient tracés au dia-

mant sur une lame de verre transparente ; il détermina la longueur d'onde de près de 1000 raies. *Thollon*, avec son spectroscope à prismes (p. 40), obtint un spectre de 10 mètres de longueur, comprenant plus de 3000 raies entre A et *b*. Son dessin est partagé en quatre bandes longitudinales, donnant l'aspect du spectre pour différentes hauteurs du Soleil et pour différents états hygrométriques. *Spée* continua le travail que Thollon avait commencé. *Fiévez* se servit de la combinaison d'un spectroscope de Christie (p. 66) et d'un réseau. et obtint également une dispersion considérable. Mais tous ces travaux furent dépassés de beaucoup par les photographies faites par *Rowland* au moyen de réseaux concaves. La longueur du spectre de Rowland, qui est divisé en vingt parties, est égale à 13 mètres. Ce spectre contient environ 20.000 raies. Plus récemment, *Higgs* a obtenu, par le même procédé, de très belles photographies du spectre solaire. Nous donnons un tableau des longueurs d'onde des raies du spectre visuel et du spectre ultra-violet d'après Rowland,

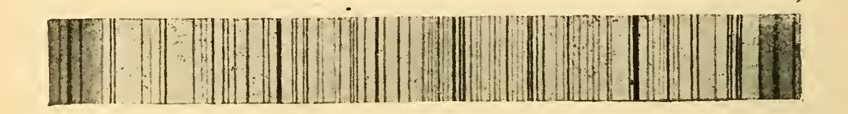


Fig. 25. — Spectre solaire entre H et K.

et le nom des éléments auxquels se rapportent ces raies. Pour les raies placées entre parenthèses, nous donnons la moyenne des longueurs d'onde des composantes. On trouvera les tables de Rowland dans l'ouvrage de Watts.

Les éléments principaux dont on trouve les raies dans le spectre de Fraunhofer sont d'abord le fer, pour

RAIES DU SPECTRE SOLAIRE

NOM	λ	ÉLÉMENT	NOM	λ	ÉLÉMENT
A	7594,059	O	L	3820.566	Fe
B	6867,461	O	(M)	3727,414	Fe
C	6563,054	H	N	3581.344	Fe
D_1	5896,154	Na	O	3441,135	Fe
D_2	5890,182	Na	P	3361,327	Ti
(E)	5270,106	Fe	Q	3181.387	Fe
b_1	5183,792	Mg	R	3286,898	Ca
b_2	5172,871	Mg	»	3179.453	Ca
(b_3b_4)	5168,366	Mg	*r*	3144,616	Fe
F	4861,496	H	(S)	3100,419	Fe
(G)	4307,988	Fe	*s*	3047,720	Fe
H	3968,620	Ca	(T)	3020,975	Fe
K	3933,809	Ca	*t*	2994,542	Fe
			U	2947,993	Fe

lequel on compte actuellement plus de 2.000 coïncidences et dont on a pu dire qu'il forme l'ossature du spectre solaire, le titane, le calcium, caractérisé par les raies G, *g* et surtout H et K à la limite du violet et de l'ultra-violet, qui sont de beaucoup les raies les plus fortes et les plus larges du spectre. On trouve aussi le magnésium, qui produit les raies *b*, et l'hydrogène avec ses raies caractéristiques C, F, G′, *h*, dans la partie visuelle, raies que l'on désigne plutôt maintenant par les lettres H_α, H_β, H_γ, H_δ.

Rowland a observé dans le Soleil les raies de trente-cinq éléments différents, que l'on trouve aussi en abondance dans la constitution de la Terre ; on a trouvé aussi dans le Soleil des corps plus rarés, comme le

gallium, ou qui n'ont été découverts que longtemps après sur la Terre, comme l'hélium. Ce dernier gaz, caractérisé par la raie jaune D_3 des protubérances, a été extrait ensuite d'une météorite par Ramsay, puis découvert dans le minerai d'un corps rare, la clévéite.

ÉLÉMENTS PRÉSENTS DANS LE SOLEIL D'APRÈS ROWLAND

RANGÉS PAR ORDRE D'INTENSITÉ DES LIGNES EN COÏNCIDENCE

Calcium.	Strontium.	Cuivre.
Fer.	Vanadium.	Zinc.
Hydrogène.	Baryum.	Cadmium.
Sodium.	Carbone.	Cérium.
Nickel.	Scandium.	Glucinium.
Magnésium.	Yttrium.	Germanium.
Cobalt.	Zirconium.	Rhodium.
Silicium.	Molybdène.	Argent.
Aluminium.	Lanthane.	Étain.
Titane.	Niobium.	Plomb.
Chrome.	Palladium.	Erbium.
Manganèse.	Néodyme.	Potassium.

RANGÉS D'APRÈS LE NOMBRE DE COÏNCIDENCES

Fer.	Néodyme.	Aluminium.
Nickel.	Lanthane.	Cadmium.
Titane.	Yttrium.	Rhodium.
Manganèse.	Niobium.	Erbium.
Chrome.	Molybdène.	Zinc.
Cobalt.	Palladium.	Cuivre.
Carbone.	Magnésium.	Argent.
Vanadium.	Sodium.	Glucinium.
Zirconium.	Silicium.	Germanium.
Cérium.	Hydrogène.	Étain.
Calcium.	Strontium.	Plomb.
Scandium.	Baryum.	Potassium.

ÉLÉMENTS DOUTEUX

Iridium.	Ruthénium.	Tungstène.
Osmium.	Tantale.	Uranium.
Platine.	Thorium.	

ÉLÉMENTS ABSENTS

Antimoine.	Cœsium.	Rubidium.
Arsenic.	Or.	Sélénium.
Bismuth.	Indium.	Soufre.
Bore.	Mercure.	Thallium.
Azote.	Phosphore.	Praséodyme.

Les métaux que l'on trouve dans l'atmosphère du Soleil ont généralement un faible poids atomique, bien qu'il y ait des exceptions, comme le baryum, le cadmium et quelques autres. Les métaux suivants, qui donnent un grand nombre de raies dans le spectre solaire, ont un poids atomique inférieur à 100 : fer (p = 56), titane (48), magnésium (24), chrome (52), cobalt (59), sodium (23), calcium (40), manganèse (55), cuivre (63), zinc (65), aluminium (27), etc... Au contraire, les métaux à poids atomiques élevés sont rares, ou manquent dans le spectre solaire : par exemple, on n'y a pas observé l'antimoine (119), le bismuth (207), le cœsium (132), l'indium (114), le mercure (199), le thallium (203), le praséodyme (139). Mais il y a encore des exceptions, et on a identifié des raies du plomb (205), etc. On en a conclu que les couches qui composent le Soleil sont rangées par ordre de poids spécifiques. Pourtant la quantité de métal et sa facilité de volatilisation peuvent expliquer les exceptions à cette règle.

Quant aux métalloïdes, si l'on mét à part l'hydrogène, qui par bien des côtés se rapproche des métaux, leurs raies sont excessivement rares ou douteuses, sans que l'on puisse d'ailleurs en tirer la conclusion que ces corps sont effectivement absents ou existent en très petite quantité dans l'atmosphère solaire. En effet, les

métalloïdes donnent difficilement leur spectre caractéristique quand ils sont en présence des métaux.

L'oxygène a donné lieu à de nombreuses discussions. En 1877, *Schuster*[1] trouva que les lignes du spectre de l'oxygène à basse température, ou ce qu'il appelle son *spectre composé*, paraissaient parmi les lignes de Fraunhofer, tandis que *Draper*[2] annonçait qu'il avait obtenu des photographies sur lesquelles on voyait une coïncidence manifeste entre des parties *plus brillantes* du spectre continu du Soleil et les raies brillantes du spectre de l'oxygène à haute température, ou *spectre élémentaire*. Pourtant ces raies brillantes n'étaient pas visibles dans la chromosphère, ce qui rendait cette observation très douteuse. La question fut discutée par *Schuster, Piazzi Smith, Vogel, Trowbridge* et *Hutchins*, et il est prouvé que les lignes brillantes remarquées par Draper n'étaient que des parties du spectre continu dépourvues de raies noires et paraissant ainsi plus claires que les parties voisines. L'oxygène donne, par absorption, un troisième spectre. Il est difficile de décider si les raies A et B, qui correspondent à ce spectre, sont produites uniquement par l'oxygène de l'air, et si ces lignes seraient absolument absentes du spectre solaire en dehors de l'atmosphère. Nous verrons que les travaux effectués sur ces raies tendent à prouver qu'elles sont exclusivement d'origine tellurique.

Mais les travaux de *Smith, Runge, Paschen* et *Jewell* semblent confirmer les observations de Schuster et montrer qu'il existe dans le spectre solaire des lignes dues à

[1] *Nature*, 1877.
[2] *Amer. Journal*, 1877; *C. R.*, LXXXV, 1877, p. 613.

l'oxygène. Mais ce ne sont pas celles que donne son spectre d'absorption à basse température, ni de son spectre élémentaire, mais celles de son spectre composé ou spectre de série. Notons que la présence de l'oxygène a été observée dans les atmosphères de quelques étoiles. *Mac-Clean*[1] signale la coïncidence de certaines lignes de β scorpion, β grand-chien, β centaure, β croix, avec les lignes connues de l'oxygène. La présence des lignes de l'oxygène dans le spectre solaire n'aurait donc rien d'exceptionnel.

Abney et *Lockyer* ont signalé la présence du carbone. Ce dernier observateur[2], puis *Liveing* et *Dewar*[3], *Trowbridge* et *Hutchins*[4], et enfin *Kayser* et *Runge* ont montré la coïncidence de lignes du spectre solaire avec celles du carbone dans l'arc électrique. Ce fait, longtemps contesté, est aujourd'hui définitivement acquis. On trouve notamment une bande correspondant à celle du cyanogène, dont la tête a pour longueur d'onde 3883, et une autre correspondant à la bande verte 5165 des hydrocarbures. Le carbone existerait donc dans l'atmosphère du Soleil, comme dans les comètes, en combinaison avec l'hydrogène.

On trouverait aussi, d'après *Kayser* et *Runge*, des lignes de l'azote dans le spectre solaire.

44. **Exactitude de la loi de Kirchhoff.** — Nous avons vu que la coïncidence des raies du spectre solaire et de quelques-unes des raies du spectre des

[1] *Proceed. of the Royal Society*, 1899, LXV, p. 196, et LXII, 1898, p. 418.

[2] *Proc. R. Society*, XXVII, 1878, p. 308.

[3] *Proc. R. Society*, XXX, 1880, p. 494.

[4] *Amer. Journal*, XXXIV, 1887.

métaux dans l'arc électrique ne nous permet pas, en toute rigueur, d'affirmer la nature chimique des vapeurs qui, par leur absorption, produisent ces raies. Ces coïncidences, lorsqu'elles ne s'étendent pas à toutes les raies du spectre métallique, nous annoncent peut-être seulement la présence d'éléments dissociés du corps considéré, c'est-à-dire, en somme, de corps simples différents. Mais, du moins, pouvons-nous conclure, comme le veut la loi de Kirchhoff, de la présence d'une longueur d'onde manquante dans le spectre solaire, à l'existence, dans le spectre de la vapeur qui produit cette absorption, d'une radiation brillante de longueur d'onde précisément égale? La loi de Kirchhoff sur le rapport du pouvoir émissif au pouvoir absorbant est-elle absolument exacte? On sait qu'il n'en est pas toujours rigoureusement ainsi. Nous ne pouvons étudier ici la loi de Kirchhoff. Rappelons pourtant que, dans les cas où elle est applicable, cette loi peut s'énoncer de la façon suivante : Tout corps émettant, dans des conditions données, des rayons d'une certaine longueur d'onde polarisés dans une certaine direction, absorbe dans les mêmes conditions les rayons de même longueur d'onde et polarisés de même qui lui parviennent. Réciproquement, une vapeur incandescente devrait émettre des rayons correspondant à toutes les longueurs d'onde de ceux qu'elle peut absorber, et le rapport du pouvoir émissif au pouvoir absorbant devrait être constant pour toutes ces longueurs d'onde et égal au pouvoir émissif du corps noir à la même température et pour la même radiation.

Mais la loi de Kirchhoff ne s'applique rigoureusement que dans un très petit nombre de cas. Cette loi

se rapporte uniquement à l'émission et à l'absorption calorifiques, c'est-à-dire aux cas où seule la chaleur sert de source à l'énergie rayonnante. Ce fait, annoncé d'abord par *Wiedemann*, a été étudié aussi par *Pringsheim*[1]. On arrive à la conclusion que les conditions de la loi de Kirchhoff ne sont rigoureusement remplies que pour les spectres continus et les spectres de bandes émis par les gaz et les vapeurs à des températures élevées. Quand l'émission de ces spectres ou celle de spectres de lignes est due à des actions chimiques, comme cela a lieu dans les flammes, on n'a pas un rayonnement calorifique proprement dit, et les conditions d'application de la loi ne sont pas remplies. De même, la loi ne s'applique pas aux spectres de lignes des gaz et des vapeurs illuminés électriquement. Or les spectres de lignes des gaz n'ont jamais pu être obtenus par une simple élévation de température[2]; par conséquent, — si l'on met de côté les théories de Julius, — on doit admettre, dans l'état actuel de la science, que le spectre lumineux des gaz de la chromosphère est d'origine électrique et, par suite, ne remplit pas les conditions d'application de la loi de Kirchhoff. Il est impossible également que le spectre des vapeurs métalliques soit d'origine purement calorifique. On peut même dire que les conditions rigoureuses de la loi de Kirchhoff ne sont sans doute jamais remplies, car il est difficile de concevoir un phénomène solaire où

[1] *Rapports du Congrès de physique,* 1900, t. II, p. 100.

[2] Bien plus, et cette remarque est grave pour les théories solaires, d'après les expériences de Hittorf (*Wied. Ann.*, VII, 1879, p. 553; XIX, 1883, p. 73), une élévation de température suffisante semble même empêcher les gaz d'être illuminés par les décharges.

n'interviendrait ni une luminescence d'origine chimique ni une illumination électrique.

Pourtant il ne faudrait pas aller trop loin, car il est bien certain que si le rapport de l'émission à l'absorption n'est pas aussi simple que le pensait Kirchhoff, ce rapport n'en existe pas moins et est mis en évidence par les expériences élémentaires de renversement des spectres ; mais il y a là seulement un résultat expérimental. et non une conséquence théorique rigoureuse des principes de la Thermodynamique. On peut considérer la relation entre l'émission et l'absorption simplement comme une conséquence des phénomènes de résonance. Les molécules de la vapeur ou du gaz traversé par un rayon lumineux sont mises en mouvement et absorbent l'énergie des vibrations de l'éther correspondant à la longueur d'onde des radiations qu'elles sont capables d'émettre. Mais la correspondance n'est pas absolument exacte ; dans certains cas, notamment près des lignes d'absorption, qui représentent des points de discontinuité dans la valeur du pouvoir émissif, il peut y avoir absorption de radiations que la vapeur n'émet pas ou émet avec une intensité très faible. Il serait donc dangereux d'appliquer rigoureusement, dans ce cas, les conséquences de la loi de Kirchhoff.

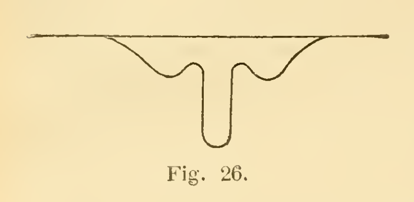
Prenons un exemple : les larges raies H et K du calcium sont, comme nous le verrons, doublement renversées sur tous les points du disque solaire, c'est-à-dire qu'elles présentent une ligne brillante centrale nommée K_2 ou H_2. Cette raie brillante est généralement unique sur les taches, mais sur le disque elle est séparée elle-même en deux parties par une ligne fine

et sombre nommée K_3. M. *Deslandres* attribue ces diverses apparences à l'existence de trois couches successives de vapeur de calcium, qui recouvriraient la photosphère sur tout le disque, excepté au-dessus des taches, où la couche supérieure n'existerait pas. Les raies brillantes K_2 seraient dues par conséquent à la couche moyenne, et la raie K_3 à l'absorption produite par la couche supérieure. Or M. *Meslin* a montré récemment[1] que ces doubles renversements pouvaient en effet s'expliquer par la théorie de M. Deslandres, et qu'il fallait admettre qu'au bord des raies du spectre l'absorption d'une vapeur peut être sensible, bien que son pouvoir émissif soit pratiquement nul. Il faut donc admettre que la loi de Kirchhoff, ou du moins sa réciproque, n'est pas rigoureusement exacte pour ces points particuliers et qu'à une radiation manquante dans le spectre solaire ne correspond pas forcément une radiation de même longueur d'onde de la vapeur considérée. Il est impossible, au contraire, d'expliquer les apparences observées en admettant que le pouvoir absorbant est toujours proportionnel au pouvoir émissif.

45. **Apparences des raies de Fraunhofer.** — Il n'y a pas que les raies H et K du calcium qui présentent dans le spectre solaire une configuration irrégulière. Nous verrons, lorsque nous nous occuperons notamment du spectre des taches, que d'autres lignes présentent aussi des phénomènes de renversement. Les lignes sombres du spectre de Fraunhofer elles-mêmes n'ont pas toujours l'apparence qui résul-

[1] *B. A.*, XXV, 1908, p. 9.

terait d'une simple absorption suivant la loi de Kirchhoff. *Jewell* a étudié l'aspect des raies et leurs coïncidences avec les raies de l'arc, non pas dans le voisinage des taches ou dans les régions troublées du disque, mais sur une longue ligne découpée sur l'image du Soleil par la fente du spectroscope. Les lignes principales, spécialement les lignes ombrées, présentent une courbe d'intensité singulière, qui peut être représentée par la figure 26. Jewell estime qu'il n'y a pas là un effet de contraste ; de plus, cette apparence est parfois dissymétrique. Toutes ces particularités ont donné lieu à des explications faisant intervenir, outre la loi de Kirchhoff, le principe de Doppler-Fizeau, l'influence de la température et de la pression et aussi, dans la théorie de Julius, l'effet de la dispersion anormale, explications qui se rapportent aux diverses théories solaires et que nous ne pouvons indiquer ici. La science a encore beaucoup de progrès à faire de ce côté, et on est loin du jour où, connaissant les modifications que subit la loi de Kirchhoff dans des conditions données, on pourra se servir de l'apparence des raies de Fraunhofer pour déterminer la nature des phénomènes de l'atmosphère solaire.


Fig. 26.

46. **Limites du spectre solaire. — L'ultra-violet.** — La partie ultra-violette du spectre solaire a été étudiée, au moyen des méthodes que nous avons décrites plus haut, principalement par *Mascart*, *Cornu* et *Rowland*. *Draper* obtint de bonnes photographies de

cette partie du spectre au moyen de réseaux ; ses déterminations s'étendent jusqu'à la raie O. ($\lambda = 3441$). Mascart a reconnu la partie suivante depuis la raie P jusqu'à la raie T, et a mesuré les longueurs d'onde des raies du spectre ultra-violet. Le spectre dessiné par Cornu, et qui fait suite au spectre normal d'Angström, se compose de deux parties : la première, s'étendant jusqu'à la raie O, peut s'observer avec des objectifs et des prismes en verre ordinaire ; la seconde, qui va de la raie O à la raie U ($\lambda = 2948$), a été obtenue au moyen d'objectifs en quartz achromatisés avec du spath et de prismes en spath d'Islande.

On a trouvé, dans la partie ultra-violette comme dans la partie visuelle, un grand nombre de coïncidences entre les raies solaires et celles des vapeurs métalliques. Les raies L, M, N, O, Q, *r*, *s*, S, T, *t*, U, appartiennent au fer, la raie P au titane, R au calcium. Les raies sombres sont, dans cette région, beaucoup plus nombreuses et plus rapprochées que dans la partie visuelle.

L'étude de la longueur du spectre ultra-violet du Soleil, c'est-à-dire de la longueur d'onde limite de ses radiations, est très importante, parce que cette longueur dépend de la température du corps qui émet le spectre et augmente avec elle. On sait, en effet, qu'un corps que l'on chauffe de plus en plus commence par émettre des radiations calorifiques, puis les radiations du spectre visuel, et enfin les rayons ultra-violets ; on peut donc ainsi se faire une idée de la température des astres, et nous avons vu que c'est sur cette remarque que Janssen avait basé ses vues sur l'évolution des étoiles. Mais, lorsqu'on photographie le spectre solaire

avec des spectroscopes dont les verres sont transparents pour les rayons ultra-violets, le spectre ne s'étend pourtant que jusqu'à la longueur d'onde $0^{\mu},295$ environ, même lorsqu'on prend, comme le faisait Cornu, toutes les précautions pour empêcher l'absorption des rayons ultra-violets dans l'instrument et aussi pour supprimer le voile de la plaque par la lumière diffuse des autres radiations, qui pourraient masquer le phénomène avec les longues poses que l'on est obligé d'employer. Il était naturel de penser que cette limite du spectre solaire provenait simplement de sa nature, et que le Soleil n'émettait pas de radiations plus réfrangibles; mais Cornu, étudiant la partie ultra-violette des spectres du magnésium, du cadmium, du zinc et de l'aluminium, trouva des raies dont les longueurs d'onde étaient beaucoup plus courtes et descendaient parfois jusqu'à $\lambda = 1854$. Il fut ainsi conduit à penser que le Soleil émet des rayons ultra-violets aussi réfrangibles que ceux des spectres obtenus au moyen de l'étincelle électrique, mais que ces rayons sont absorbés par l'atmosphère terrestre. On vit d'abord une preuve de cette théorie dans le fait que le spectre solaire, à égalité de hauteur de l'astre, paraissait plus long en hiver qu'en été, ce qui semblait tenir à la variation de composition de l'air. On attribua donc d'abord l'absorption à la vapeur d'eau, qui est, comme on sait, plus rare en hiver qu'en été.

Cornu détermina la loi d'après laquelle varie la longueur du spectre ultra-violet, d'une part lorsque la hauteur du Soleil au-dessus de l'horizon augmente, et d'autre part lorsque l'observateur change d'altitude. La

formule qui représente cette variation est la suivante :

$$-\log. \sin h = m\lambda + az + n$$

où h représente la hauteur du Soleil, z l'altitude, m une constante qui vaut 0,0049, et a l'inverse de la constante barométrique (18336 m.); il faut remarquer que, d'après cette formule, le spectre ne s'allonge que de 10 U. A. quand on s'élève de 900 mètres.

Cornu arriva ainsi à prouver que l'absorption n'est pas due surtout à l'influence de la vapeur d'eau, comme il l'avait cru tout d'abord, mais à l'air lui-même. En effet, la loi de distribution de la matière absorbante correspond exactement à celle de l'air d'après la variation de la pression barométrique avec l'altitude, et non à celle de la vapeur d'eau, dont la répartition dans l'atmosphère est connue par des expériences hygrométriques. Pour vérifier ces résultats, Cornu étudia expérimentalement l'absorption de l'air et trouva qu'un tube de quatre mètres de longueur rempli d'air suffit à faire disparaître dans le spectre la dernière raie de l'aluminium, qui redevient visible si l'on fait le vide dans le tube.

Des travaux plus récents permettent d'attribuer, au moins en partie, cette absorption à l'ozone. *Hartley* trouva dans le spectre ultra-violet de l'ozone une bande d'absorption située entre 285 et 233$\mu\mu$ et s'étendant sur les longueurs d'onde plus grandes à mesure que la masse de matière absorbante augmentait; il émit le premier l'idée que cette bande pouvait être la cause du brusque raccourcissement du spectre ultra-violet observé par Cornu. Cette hypothèse fut confirmée par *Meyer*, qui étudia, au moyen d'un spectrophotomètre,

la constante d'absorbtion α de l'ozone pur à 0° et sous la pression de 760 millimètres pour différentes longueurs d'onde ; il trouva les valeurs suivantes :

λ.	193	200	210	220	230	240	250	260	270	280	290	300
α.	11,7	7,8	11,5	19,2	48,6	105,0	123,0	126,0	116,0	73,4	38,6	30,3

Ces chiffres correspondent exactement à la position de la bande de Hartley. Meyer, se basant sur la quantité d'ozone contenue dans l'atmosphère d'après *Lévy*[1], calcula les valeurs de l'intensité J_0 et J des différentes parties du spectre solaire en dehors de l'atmosphère et à la surface de la Terre. Nous donnons (fig. 27) les courbes qui représentent ces intensités en fonction de la longueur d'onde. On voit avec quelle rapidité l'intensité J décroît entre les longueurs d'onde 280 et 300. D'ailleurs, d'après les travaux de *Liveing* et *Dewar*[2] et de *Kreussler*[3], l'oxygène exercerait aussi une absorption notable dans l'ultra-violet. Il se peut que la rapidité de la diminution d'intensité du spectre solaire soit due aussi à cette cause.

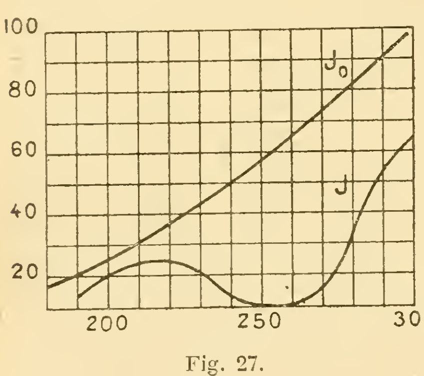


Fig. 27.

De plus, une partie du phénomène peut être due non pas à une absorption, mais à la diffraction

[1] *Ciel et Terre*, XIX, 1898, p. 291.
[2] *Phil. Mag.*, (5), XXVI, 1888, p. 286.
[3] *Drudes Ann.*, VI, 1901, p. 412.

moléculaire. D'après une théorie de *Lord Rayleigh*, il se produit dans les gaz une diffusion des rayons, qui devient d'autant plus grande que les longueurs d'onde sont plus petites. Ce phénomène, qui est dû à la diffraction produite par les molécules gazeuses, permet d'expliquer la couleur bleue du ciel, qui serait due à ces rayons de courte longueur d'onde. Inversement, il résulte de cette théorie que, dans la lumière qui a traversé l'atmosphère, l'intensité des rayons de courte longueur d'onde doit être très diminuée.

La dernière radiation ultra-violette observée correspond à la longueur d'onde $\lambda = 2922$. Il est à remarquer que cette valeur est analogue à la valeur $\lambda = 2970$, que *Huggins* a trouvée comme limite du spectre ultra-violet de l'étoile α Lyre. Or, comme nous le verrons, α Lyre est une étoile du premier type spectral, c'est-à-dire qu'on doit la considérer comme ayant une température plus élevée que celle du Soleil. Il y a là une preuve de plus que la limitation du spectre solaire est bien due à l'absorption atmosphérique et non au spectre solaire lui-même.

47. **L'infra-rouge.** — Dans l'infra-rouge, la longueur du spectre n'a pas d'intérêt pour la détermination de la température de l'astre; car, aux plus basses températures, les corps commencent à émettre des rayons calorifiques, et, si on ne trouve pas ces rayons dans le spectre solaire, on peut immédiatement en conclure qu'ils sont absorbés par l'atmosphère terrestre.

Abney fut le premier à obtenir des photographies de la partie infra-rouge du spectre solaire en 1880; il nota environ 200 raies au delà de A jusqu'à $\lambda = 9800$.

En 1886, il atteignit la longueur d'onde $2,7\mu$. De nombreux travaux furent effectués sur le spectre infra-rouge; mais les résultats les plus importants ont été obtenus par *Langley* au moyen du bolomètre enregistreur (p. 48). En 1883, se servant d'un prisme de sel gemme et de réseaux de diffraction, il dessina le spectre infra-rouge jusqu'à $\lambda = 2,7$; plus tard, en 1900, il publia un résultat définitif jusqu'à $5,3\mu$. Le maximum d'énergie correspond à peu près à $\lambda = 1\mu$. La courbe qui représente cette énergie en fonction de la longueur d'onde présente des minima très accusés correspondant à des bandes d'absorption plutôt qu'à des raies fines. Nous verrons que certaines de ces bandes sont d'origine tellurique. La courbe s'abaisse rapidement quand la longueur d'onde augmente, et vers $\lambda = 5\mu$ l'énergie est déjà extrêmement faible. M. *Millochau* a repris l'étude du spectre infra-rouge en se servant de plaques insolées, c'est-à-dire légèrement voilées, dont les radiations infra-rouges diminuent le voile; il a été jusqu'à la longueur d'onde 9500. M. *Higgs* a publié également de magnifiques épreuves du spectre infra-rouge, qui s'étendent jusqu'à λ 8600.

Rubens et *Aschkinass*, puis *Nichols*, ont montré que les rayons restants produits par la réflexion d'un faisceau infra-rouge sur de la fluorine, ainsi que ceux que l'on obtient dans les mêmes conditions avec du sel gemme, n'existent pas dans l'énergie rayonnante qui nous vient du Soleil.

On peut se demander si l'absorption des radiations du spectre solaire, tant dans l'ultra-violet que dans l'infra-rouge, est due uniquement à l'influence de l'atmosphère terrestre. Il est évident que l'atmosphère

du Soleil doit aussi jouer un rôle dans ce phénomène. Les gaz qui entourent le Soleil forment en effet un écran, dont nous ignorons sans doute le coefficient de transmission, mais dont l'influence peut être considérable. si nous comparons son épaisseur, qu'il est facile de déduire de la distance à laquelle s'étendent les gaz de la couronne, à celle de l'atmosphère terrestre, que l'on connaît aussi approximativement par les observations d'aurores boréales ou d'étoiles filantes. On sait, par exemple, que les gaz raréfiés, d'après les expériences de *Thomson*, absorbent énergiquement les oscillations électriques. Or la couronne constitue une atmosphère de gaz raréfiés qui s'étend à une grande distance du Soleil. Cette atmosphère absorbe peut-être complètement les radiations de grandes longueurs d'onde comme les ondes hertziennes, ce qui expliquerait que ces ondes n'ont pas été observées, comme nous l'avons dit, à la surface de la Terre. La distance à laquelle on voit les gaz de la couronne illuminés correspondrait, en adoptant la théorie de *Nordmann* sur la cause de cette illumination, à la distance pour laquelle les dernières ondes hertziennes parties du Soleil sont complètement absorbées. Cette distance, variable avec la période des taches solaires, n'indiquerait pas que le coronium s'étend plus loin à certaines époques qu'à d'autres, mais seulement que le rayonnement est plus ou moins intense suivant ces époques.

De même, les parties plus denses de l'atmosphère solaire absorbent peut-être fortement les rayons ultra-violets. de telle sorte que la courbe d'intensité de cette partie du spectre ne correspond peut-être pas à celle que l'on aurait, abstraction faite de l'atmosphère ter-

restre, si la photosphère existait seule sans être entourée par la chromosphère. On ne pourrait donc pas tirer de la forme de cette courbe, même si l'on pouvait faire abstraction de l'absorption atmosphérique, de conclusion certaine concernant la température de la surface de la photosphère.

48. **Les raies telluriques.** — Le spectre solaire que nous observons n'est pas le spectre même du Soleil tel qu'on le verrait d'un point de l'espace situé en dehors de notre atmosphère, mais bien plutôt le spectre de la Terre vu de ce point de l'espace. L'atmosphère terrestre produit dans le spectre normal de nombreuses modifications, dont nous avons vu les effets sur les parties extrêmes du spectre dans l'infra-rouge et dans l'ultra-violet. Dans la partie visuelle, cette influence se traduit non plus par une brisure presque nette, comme pour l'ultra-violet, ni par de larges bandes, comme cela a lieu pour l'infra-rouge, mais par des raies souvent très fines et tout à fait semblables aux raies de Fraunhofer.

Brewster découvrit, en 1833, l'existence de ces raies d'absorption, en observant des bandes obscures qui apparaissaient seulement dans le spectre solaire le soir et le matin. Le dessin de ces bandes fut publié, en 1860, par *Brewster* et *Gladstone;* dans ce dessin, les raies et les bandes désignées par les lettres grecques appartiennent à l'atmosphère terrestre. Les raies telluriques ont été étudiées en détail par *Angström*, *Cornu*, *Thollon*, et plus récemment par *Becker*, *Müller* et *Higgs*. *Rowland* a également noté dans ses photographies du spectre solaire les lignes d'origine terrestre.

Les raies telluriques sont d'autant moins visibles

que l'observateur est à une altitude plus élevée et que le Soleil est plus haut sur l'horizon, et c'est ce caractère qui permet de les distinguer des raies solaires ordinaires. Nous avons vu, en parlant du principe de Doppler-Fizeau, une autre méthode que *Cornu* a employée avec succès dans le même but.

49. **Bandes de la vapeur d'eau**. — *Janssen* étudia les raies telluriques à partir de 1863 et résolut en lignes fines un certain nombre des bandes de Brewster; il constata que Sirius présentait les mêmes phénomènes que le Soleil; enfin, pour achever de prouver que la cause de ces bandes était bien due à l'atmosphère terrestre, il observa à Genève un feu de sapin allumé à 21 kilomètres de distance, et vit apparaître dans son spectroscope les bandes de Brewster. Janssen attribua cette absorption à la vapeur d'eau, et, pour vérifier cette hypothèse, il étudia le spectre d'absorption produit par cette vapeur au moyen d'un tube de 37 mètres de longueur; il montra ainsi que le groupe *a* et les bandes voisines de D sont bien dus à la vapeur d'eau.

Ces raies disparaissent presque complètement par une forte gelée, parce qu'à ce moment l'air est extrêment sec; elles augmentent d'intensité, au contraire, avec l'état hygrométrique, et *Piazzi-Smith* avait annoncé qu'on pouvait prévoir la pluie et les orages par l'apparition de la *bande de la pluie*, située près de D. Cette question a été très étudiée par la suite. Il est certain, d'après les recherches de *Cornu*, que l'intensité des raies de la vapeur d'eau peut renseigner très exactement sur l'état hygrométrique de l'atmosphère; mais on a reconnu qu'il arrive très fréquemment que

la pluie tombe sans qu'auparavant la bande de la pluie soit devenue plus marquée, et réciproquement. *Angström* avait déjà remarqué que, pendant les fortes gelées, les raies telluriques situées près de D. de C et entre A et B disparaissaient, tandis qu'au contraire les groupes A, B et α gardent toute leur intensité. Cela tient à ce que ces dernières bandes n'ont pas la même origine que les précédentes et sont dues à l'oxygène.

La vapeur d'eau ne donne pas de bandes d'absorption dans la partie visuelle du spectre qui s'étend du jaune au violet ni dans l'ultra-violet; en revanche, son spectre d'absorption s'étend, dans l'infra-rouge, jusqu'à 20 μ et semble très compliqué. Chaque bande, dans cette région, peut sans doute se résoudre en lignes ou en bandes plus fines; mais, en raison du peu de finesse de la méthode bolométrique, on n'a encore qu'une représentation grossière des maxima d'absorption de ce spectre. Les principaux travaux sur le spectre tellurique infra-rouge de la vapeur d'eau sont dus à *Becquerel*, à *Abney* et *Festings*, à *Langley*, à *Paschen*, et plus récemment à *Fowle* (1904) et à M. *Stefanik* (1906). *Rubens* et *Aschkinass* ont étudié le spectre d'absorption de la vapeur d'eau jusqu'à 20 μ. Nous donnons un tableau des principales bandes infra-rouges de la vapeur d'eau.

50. **Bandes de l'oxygène**. — Les recherches d'*Egoroff* ont montré que les bandes A, B et α sont produites par l'oxygène de l'air; il les observa en effet, à l'Observatoire de Paris, dans la lumière d'une lampe électrique placée au Mont-Valérien et les retrouva dans le spectre d'absorption de l'oxygène contenu dans un tube de 20 mètres de longueur.

Ces bandes sont remarquables par leur structure identique et formée de cannelures régulières ; elles se décomposent en une série de lignes doubles ou *doublets*. La disposition de ces lignes a été étudiée d'abord par *Langley*[1], puis notamment par *Higgs*[2] et théoriquement par *Stoney*[3] et par *Lester*[4]. Leurs longueurs d'onde ont été déterminées par la plupart des savants qui ont donné des dessins ou des photographies du spectre normal : *Thollon*, *Rowland*, *Higgs*, *Jewell*,

BANDES TELLURIQUES

DE LA PARTIE VISUELLE DU SPECTRE SOLAIRE

N°	NOM	ÉLÉM.	POSITION	REMARQUES
1	A	O	7718-7593	
2	a	H^2O	7327-7164	
3	B	O	7164-6867	Contient aussi des lignes de la vapeur d'eau.
4	près de C	H^2O	6602-6433	Contient aussi des lignes de A, d'après Rowland.
5	α	O	6350-6267	Contient aussi des lignes de la vapeur d'eau.
6	près de D *b. de la pluie*	H^2O	6054-585	
7	α′	O	583-579	584-578 (Becker).
8	δ	H^2O	578-567	
9	ζ	H^2O	5478-5420	
10	α″	O	5396-5377	d'après Lester.
11	ι	H^2O	5111-4981	d'après Becker.

[1] *Proc. Amer. Acad.*, IV, 1878, p. 92.
[2] *Proc. Royal Soc.*, LIV, 1893, p. 200.
[3] *Rep. Brit. Assoc.*, 1895, p. 610.
[4] *Astr. a. Astr.*, XII, 1893, p. 563.

BANDES INFRA-ROUGES DE LA VAPEUR D'EAU

Nº	NOM	POSITION	REMARQUES
1	—	0,814 μ	d'après Fowle.
2	—	0,896	»
3	ρ	0,933	»
4	σ	0,945	»
5	τ	0,974	»
6	Φ_1	1,119	»
7	Φ_2	1,134	»
8	—	1,172	»
9	—	1,331	»
10	—	1,451	»
11	Ψ_1	1,469	»
12	Ω	1,73-2,24	d'après Paschen.
13	X	2,36-3,02	Coïncide avec une bande de CO^2.
14	—	5,25	(Paschen.)
15	—	5,90	»
16	—	6,07	»

Mac-Clean. Une quatrième bande, nommée α', a été trouvée par *Jewell* et une dernière (α'') par *Lester*. Leurs lignes, très faibles, offrent la même disposition que celles des bandes A, B, α. Kayser a donné un tableau des longueurs d'onde des lignes de ces cinq bandes d'après les différents observateurs.

Les raies A et B sont-elles uniquement telluriques ou sont-elles en partie produites par l'atmosphère solaire ? La question est importante, car elle se rattache à celle de l'existence de l'oxygène dans le Soleil, ou du moins à l'existence de cet élément dans les parties relativement froides de l'atmosphère solaire, par exemple dans la couronne, où l'oxygène pourrait

donner un spectre d'absorption semblable à celui des lignes telluriques. Pour résoudre ce problème, il existe deux méthodes : la première consiste à vérifier expérimentalement qu'une quantité de gaz égale à celle de l'atmosphère donne les raies A et B avec la même intensité que dans le spectre solaire ; la deuxième méthode consiste à observer à une altitude élevée et à examiner si la diminution de visibilité des bandes A et B s'accorde avec une loi qui rendrait nulle cette visibilité à la limite de notre atmosphère. Ces deux méthodes ont été employées par *Janssen*. Il observa les raies telluriques au sommet du Faulhorn, au pic du Midi, puis au Mont-Blanc, où il fit même construire un observatoire ; il trouva que ces bandes étaient beaucoup moins marquées, et, comme l'intensité des doublets décroît d'un côté à l'autre de la bande, il en résulte que le nombre des doublets visibles diminue à mesure que l'on s'élève. Au niveau de la mer, on voit 13 ou 14 doublets dans la raie B ; à Chamonix (1050^m), le treizième est très faible; aux Grands-Mulets (3050^m), on n'en voit que 10 ou 12, et 8 seulement au sommet du Mont-Blanc. M. *de la Baume-Pluvinel* confirma la diminution d'intensité des doublets, mais montra qu'ils restaient tous visibles sur ses clichés.

Pour observer à une altitude encore plus élevée, M. *de la Baume-Pluvinel* se servit de ballons-sondes. Le ballon porte, en guise de nacelle, un spectroscope photographique à vision directe, suspendu de telle sorte que son axe se trouve vertical. Un miroir, placé au-dessous de lui et incliné convenablement, envoie sur la fente les rayons du Soleil ; ce miroir est porté par

des barreaux aimantés, de manière à ce qu'il soit bien orienté au moment où doit se produire la pose. Cet instant est calculé d'après la vitesse de l'ascension d'un ballon libre, et, au moment où l'aérostat doit atteindre sa plus grande altitude, un mouvement d'horlogerie découvre la fente; un baromètre enregistre l'altitude à laquelle est prise la photographie. Sur un cliché, pris par ce procédé à 9000 mètres, la bande B est beaucoup plus faible qu'au niveau de la mer, mais persiste néanmoins.

Janssen a aussi repris les expériences d'Egoroff, et, pensant que le spectre d'absorption de l'oxygène dans le Soleil pouvait être différent de celui que l'on observe à la surface de la Terre en raison de la différence de température, il examina ce spectre au moyen de tubes très longs et chauffés fortement; mais il ne vit aucun phénomène nouveau se produire dans le spectre.

Toutes ces recherches n'ont pas donné de résultats définitifs; mais il semble bien, suivant l'opinion de *Duner*[1], que la question de l'origine purement tellurique des bandes A et B ne peut être mise en doute, étant donné le résultat des expériences de *Cornu* et d'autres observateurs basées sur l'emploi du principe de Doppler-Fizeau.

Il semble d'ailleurs, maintenant, que l'oxygène existe bien dans le Soleil, mais qu'il s'y trouve dans un état différent où il émet son spectre de séries.

Les études de *Janssen* sur le spectre d'absorption de l'oxygène[2] l'amenèrent à découvrir trois nouvelles

[1] *C. R.*, CXVII, 1893, p. 1056.
[2] *C. R.*, CII, 1886, p. 1352; CV, 1887, p. 325; CVI, 1888, p. 1118; CXX, 1895, p. 1306.

bandes, qui ne sont pas résolubles en lignes fines, et dont les longueurs d'onde sont :

632 — 622, 580 — 572, 482 — 478.

Il aperçut très faiblement les deux plus fortes de ces bandes dans le spectre du Soleil observé très près de l'horizon. *Liveing* et *Dewar* trouvèrent cinq autres bandes non résolubles, en soumettant l'oxygène à des pressions de 80 et de 140 atmosphères ; mais ces bandes sont invisibles dans le spectre solaire.

51. **Bandes de l'ozone**. — Nous avons vu l'effet de ce gaz sur la partie ultra-violette du spectre solaire. Dans la partie visuelle, l'ozone, étudié dans le laboratoire par *Chappuis*[1], a donné 11 bandes d'absorption.

Ces bandes ne sont pas résolubles ; leur intensité croît quand la pression augmente et quand la température diminue. *Schöne*[2] a trouvé deux nouvelles bandes et a fait remarquer que la seconde bande de Chappuis, qui est la plus forte et s'étend de 6095 à 5935, devait se trouver dans le spectre solaire, mais qu'il fallait l'observer par un froid intense et l'astre se trouvant très bas sur l'horizon ; sans quoi elle serait recouverte par la *bande de la pluie*, qui se trouve précisément au même endroit.

Tyndall signala que, dans l'infra-rouge, l'ozone absorbe fortement les rayons calorifiques. *Angström* découvrit dans cette région les bandes suivantes :

$4{,}8\mu$ (fine) ; 5,8 (faible) ; 6,7 (douteuse) ;

9,1 — 10,0 (forte, double ?).

[1] *C. R.*, XCI, 1880, p. 985 ; XCIV, 1882, p. 858.

[2] *Journ. Chem. Soc.*, XLVIII, 1884, p. 713 ; *Chemic. News*, LXIX, 1894, p. 289.

La première et la deuxième de ces bandes apparaissent dans le spectre solaire.

52. **Bandes de l'acide carbonique.** — Les recherches de laboratoire effectuées par *Miller*[1], *Liveing* et *Dewar*[2], *Baccei*[3], montrent que l'acide carbonique ne donne aucune raie d'absorption dans la partie visuelle du spectre, même avec des tubes de 70 mètres de longueur et des pressions de 18 atmosphères. Au contraire, dans l'infra-rouge, *Tyndall*, et après lui de nombreux observateurs remarquèrent que ce gaz produit une forte absorption des rayons calorifiques.

Julius[4], *Angström*[5], *Paschen*[6], montrèrent que cette absorption produit deux bandes situées dans l'infra-rouge, et dont les longueurs d'onde sont : 2,36 à 3,02, et 4,01 à 4,80. L'absorption est si considérable, qu'une longueur de 33 centimètres absorbe, pour la première bande, 43 o/o, et, pour la seconde, 90 o/o de l'intensité du rayon incident, et que la quantité d'acide carbonique contenu seulement dans la longueur du spectroscope suffit pour faire apparaître ces bandes dans les spectres observés dans le laboratoire.

Naturellement ces deux bandes se retrouvent dans le spectre solaire. La première tombe au même point qu'une raie de la vapeur d'eau et constitue avec elle la bande X ; la seconde produit la bande Y, pour laquelle Langley a donné la longueur d'onde 4,18 à 4,50.

[1] *Phil. Trans.*, CLII, 1862, p. 861.
[2] *Phil. Mag.*, (5), XXVI, 1888, p. 286.
[3] *Nuov. Cim.*, (4), IX, 1899, p. 177.
[4] *Arch. Néerl.*, XXII, 1888, p. 310.
[5] *Wiedem. Ann.*, XXXIX, 1890, p. 267.
[6] *Wiedem. Ann.*, L, LI, LII et LIII.

Les raies telluriques se rapportent toutes aux quatre éléments constituants de l'atmosphère que nous venons d'étudier. On n'a pas trouvé de raies ni de bandes telluriques correspondant à l'azote, pas plus qu'aux nouveaux gaz découverts dans l'atmosphère : argon, krypton ou néon.

BIBLIOGRAPHIE DU CHAPITRE VII

OUVRAGES GÉNÉRAUX

SCHEINER. *Populäre Astrophysik.* Leipzig, 1908. Teubner.

SCHEINER, SCHELLEN. Voir plus haut.

YOUNG. *Le Soleil,* traduction française. Paris, 1883. Bibl. scientif. internat. Germer.

LE SPECTRE SOLAIRE

ANGSTRÖM. *Recherches sur le spectre solaire.* Upsala, 1868. W. Schultz. *A. C. P.,* (4), XVII, 1869, p. 518.

FIÉVEZ. *Annales de l'Observatoire de Bruxelles,* IV, 1882, et V, 1883.

FRAUNHOFER. *Denkschriften der Münchener Academie,* 1814-1815, V, p. 193.

HIGGS. *A photographic atlas of the normal spectrum.* Liverpool. Tuebroock.

JEWELL. *A. J.,* III, 1896, p. 89 ; VI, 1897, p. 456 ; XI, 1900, p. 234.

KIRCHHOFF. *Abh. der Berliner Akademie,* 1861-1862. *A. C. P.,* (3), LVIII, 1860, p. 254.

ROWLAND. *A. J.,* I, 1895, à V, 1897. *Astron. and Astrophys.,* XII, 1893, p. 321.

THOLLON. *Annales de l'Observatoire de Nice,* III, 1890.

WOLLASTON. *Phil. Transact.,* XCII, 1802, p. 365.

ZANTEDESCHI. *Riserche fisico-chimiche-fisiolosiche sulla luce.* Venezia, 1846. *Münchener-Abh.* VIII, p. 99.

L'ULTRA-VIOLET

CORNU. *Spectre normal du Soleil.* Paris, 1881. *Ann. de l'École normale. C. R.,* LXXXVI, 1878, p. 101; LXXXVIII, 1879, p. 1101 et 1285; LXXXIX, 1879, p. 808; XC, 1880, p. 940; CXI, 1890, p. 941. *J. P.,* X, 1881, p. 5.

DRAPER. *C. R.,* LXXVIII, 1874, p. 682.

MASCART. *Recherches sur le spectre solaire ultra-violet.* Paris, 1884. *Annales de l'Ecole normale. C. R.,* LVII, 1863, p. 789; LVIII, 1864, p. 1111.

L'INFRA-ROUGE

ABNEY. *Phil. Trans.,* CLXXI, 1880, p. 653; CLXXVII, 1886, p. 457.

BECQUEREL (E.). *J. P.,* (2), I, 1882, p. 139. *C. R.,* LXXXIII, 1876, p. 249; LXXVII, 1873, p. 302.

BECQUEREL (H.). *C. R.,* XCIX, 1884, p. 417; XCVI, 1883, p. 121 et 1215.

LANGLEY. *A. C. P.,* (6), IX, 1886, p. 433. *J. P.,* (2), V, 1886, p. 377. *Ann. Astrophys. Obs. Smith. Instit.,* I, 1900.

MILLOCHAU. *C. R.,* CXLII, 1906, p. 1407; CXLIII, 1906, p. 108; CXLIV, 1907, p. 725.

LES RAIES TELLURIQUES

BREWSTER. *Edimb. Phil. Trans.,* XII, 1833, p. 59. *Philos. Magas.,* (3), VIII, 1836, p. 384. *Phil. Trans.,* CL, 1860, p. 149.

CORNU. *B. A.,* I, 1884, p. 74 et 223. *J. P.,* (2), II, 1883, p. 58. *C. R.,* XCV, 1882, p. 801.

BAUME-PLUVINEL (DE LA). *C. R.,* CXXVIII, 1899, p. 269. *Bull. de la Soc. Astr.,* XIII, 1899, p. 320.

EGOROFF. *C. R.,* XCIII, 1881, p. 385 et 788; XCV, 1882, p. 447; XCVII, 1883, p. 555.

FOWLE. *Smith. misc. collections,* XLVII, 2, 1904, p. 1.

HARTLEY. *Journ. chemic. Society,* XXXIX, 1881, p. 57 et 111.

JANSSEN. *A. C. P.,* (4), XXIII, 1871, p. 274. *C. R.,* LIV, 1862, p. 1280; LVI, 1863, p. 189 et 538; LVII, 1863, p. 1008; LX, 1865, p. 213; XCV, 1882, p. 885; CI, 1885, p. 111 et 649; CVIII, 1889, p. 1035.

LESTER. *A. J.,* XX, 1904, p. 81.

MEYER. *Drudes Ann.,* XII, 1903, p. 849.

PIAZZI-SMITH. *M. N.,* XXXIX, 1878, p. 38. *Nature,* XII, XIV, XVI et XXII.

STEFANIK. *C. R.,* CXLIII, 1906, p. 573 et 734.

CHAPITRE VIII

SPECTRES DES DIFFÉRENTES PARTIES DU DISQUE SOLAIRE. — TACHES, FACULES, BORDS DU SOLEIL. — SPECTRE ANOMAL. — SPECTRE DE L'ATMOSPHÈRE SOLAIRE. — CHROMOSPHÈRE ET PROTUBÉRANCES, COUCHE RENVERSANTE, COURONNE.

Si, au lieu de recevoir sur la fente du spectroscope la lumière venant indistinctement de tous les points du disque solaire, on projette au contraire sur la fente une image réelle de l'astre au moyen d'un objectif achromatique, c'est-à-dire si l'on se sert d'un spectroscope analyseur et non d'un spectroscope intégrant, on pourra distinguer les spectres correspondant aux différents points du disque. Dans ces conditions, une ligne noire du spectre de Fraunhofer n'aura pas dans toute sa longueur une constitution et une position identiques. Nous avons vu qu'en vertu de la loi de Kirchhoff les vapeurs de l'atmosphère solaire absorbent certaines radiations émises par la photosphère et substituent à ces radiations leur propre lumière, de telle sorte que la partie sombre de la ligne n'est noire que par contraste et qu'en réalité elle est plus ou moins lumineuse, sui-

vant que les vapeurs incandescentes sont plus ou moins brillantes aux points considérés. Les raies subissent donc des modifications très variées provenant de la température, de la pression et de la tension électrique variables, et aussi de l'épaisseur relative des couches de l'atmosphère aux différents points du disque. Il faut remarquer que, sur le fond noir de la raie, se trouve superposé le spectre continu donné par les particules incandescentes de l'atmosphère solaire, c'est-à-dire par la chromosphère et par la couronne ; ce spectre ayant un éclat variable, il en résulte encore des changements dans l'intensité des diverses parties de la raie. Enfin, la partie noire de la raie contient sans doute encore de la lumière de la photosphère qui n'est pas entièrement absorbée par l'atmosphère solaire, et dont l'éclat varie d'un point à un autre. En effet, l'interposition d'une couche absorbante d'épaisseur x sur le trajet d'un faisceau lumineux d'intensité I_0 a pour effet de donner au faisceau émergent l'intensité

$$I = \frac{E}{A}\left(1 - e^{-Ax}\right) + I_0 e^{-Ax},$$

où E et A représentent les pouvoirs émissif et absorbant. I ne se réduirait donc rigoureusement à $\frac{E}{A}$ que pour une valeur infinie de x, et il reste toujours, dans le faisceau émergent, une petite quantité de lumière dépendant de I_0.

De plus, les lignes de Fraunhofer subiront des déplacements provenant de l'influence du principe de Doppler-Fizeau produite par les mouvements combinés de la Terre et du Soleil, et aussi par les mouvements par-

ticuliers de la couche de vapeur qui produit le renversement de la raie. On sait, en effet, qu'en vertu de la loi de Kirchhoff une vapeur, qui, si elle était seule, émettrait une raie spectrale déplacée par son mouvement radial, absorbe la même radiation et donne, par conséquent, dans le spectre renversé, une raie noire déplacée.

En raison de toutes ces influences, les spectres des différents points du disque présenteront des variations nombreuses, quoique faibles ; l'étude de ces différences est très importante, puisqu'elle peut nous renseigner sur les phénomènes physiques qui se produisent dans les diverses parties du Soleil.

53. **Spectre des taches.** — Les premières observations de ces changements éprouvés par le spectre solaire se rapportent aux taches. On sait qu'une tache solaire se compose de deux parties : l'une, très sombre et plus ou moins irrégulière, qui constitue le centre de la tache et qu'on appelle l'*ombre* ou le *noyau;* l'autre, moins foncée, qui entoure l'ombre et se compose de filaments rayonnant vers le centre, et qu'on appelle la *pénombre*. L'ombre de la tache ne paraît noire que par contraste. En réalité, elle est plus lumineuse que la lumière du ciel au voisinage du Soleil, lumière qui se superpose naturellement à la clarté propre de l'ombre de la tache. Si l'on dispose le spectroscope de manière à ce que l'image d'une tache solaire soit bissectée par la fente, on verra dans le spectre une bande sombre longitudinale, qui est le spectre de l'ombre, et, de chaque côté, deux bandes moins foncées, qui représentent le spectre de la pénombre.

Examiné visuellement, le spectre des taches se dis-

tingue de celui des autres points du disque principalement par le fait que beaucoup de ses raies sont élargies et renforcées, surtout dans la partie correspondant à l'ombre. De plus, la partie continue est moins lumineuse. On a cru d'abord que cette diminution d'éclat était due à un obscurcissement général du fond continu du spectre; mais, d'après certains observateurs qui se sont servis de dispersions très fortes, notamment *Mitchell*, on peut se demander si ce fait n'est pas produit uniquement par la superposition au spectre continu d'un très grand nombre de faibles lignes sombres, qui ne sont pas résolubles avec des dispersions moyennes.

Young avait déjà observé que le fond du spectre de l'ombre paraissait, par endroits, formé de lignes fines et serrées, interrompues parfois par des lignes brillantes aussi lumineuses que le fond du spectre en dehors de la tache. Les mêmes lignes existeraient, mais beaucoup plus faibles, dans le spectre du disque. L'absorption qui assombrit le spectre de l'ombre serait donc due seulement à une absorption plus grande des vapeurs présentes sur tout le disque, et non à des particules solides ou liquides. La même théorie a été soutenue par *Draper*.

Vogel puis *Young* ont donné les premiers des listes des raies qui paraissent modifiées dans le spectre des taches. Il semble que ce soit surtout les raies du fer, du calcium et du titane, qui subissent ces variations. Les changements sont surtout sensibles dans la partie du spectre qui s'étend de C à D, tandis qu'il y a peu de différences à noter entre F et H.

Les raies observées dans le spectre des taches sont toujours les raies ordinaires de Fraunhofer ; pourtant la

raie D_3 de l'hélium, qui est habituellement invisible sur la surface du disque, bien qu'elle soit, comme nous le verrons, une des lignes les plus brillantes de la chromosphère, se remarque fréquemment, comme une raie sombre très faible, dans le spectre de la pénombre. De plus, on trouve dans le spectre de l'ombre des bandes qui ne se rapportent à aucune raie de Fraunhofer ; la plupart de ces bandes, mais non pas toutes, peuvent se résoudre en fines lignes avec une dispersion suffisante. Leur origine est généralement inconnue ; pourtant certaines d'entre elles semblent se rapporter au titane, ou plus exactement à l'oxyde de titane. Nous retrouverons ces bandes dans le spectre de certaines étoiles.

Un autre phénomène important, qui caractérise parfois le spectre des taches, est le double renversement de certaines lignes. Les raies de l'hydrogène y paraissent souvent brillantes, et les raies D du sodium, dont la partie sombre est élargie, présentent souvent une ligne brillante centrale. On attribue aux raies brillantes de l'hydrogène le voile rose que l'on aperçoit parfois sur l'ombre des taches, et qui n'est autre chose que la chromosphère rose, devenue visible à cause de la diminution d'intensité du fond du disque. Les raies H et K du calcium ont aussi sur les taches une apparence particulière. *Young*, étudiant le spectre de la chromosphère au mont Sherman, en 1872, a découvert visuellement que ces lignes présentent toujours une raie fine et brillante sur les taches. M. *Deslandres* observa que les lignes H et K ont une double ligne brillante centrale, non seulement à l'emplacement des facules, comme nous le verrons plus loin, mais sur la surface

entière du disque. Sur l'ombre de la tache, au contraire, les composantes brillantes sont plus rapprochées ou parfois confondues en une raie simple. De toute façon, dans la pénombre, elles se dédoublent pour rejoindre les deux lignes brillantes du disque. Nous avons vu que ces apparences peuvent s'expliquer par la division en trois couches superposées de l'atmosphère de calcium, qui recouvre partout le disque. A l'emplacement des taches, la couche supérieure, qui produit par son absorption la fine raie noire centrale, serait moins épaisse ou même manquerait complètement.

Les lignes brillantes et les lignes noires sont souvent tordues ou déplacées. Ce phénomène est visible surtout aux points voisins du bord extérieur de la pénombre, plutôt que dans les parties centrales de la tache. Il est à noter que les raies des différents éléments ne sont pas également déplacées, ce qui prouve que ces éléments sont situés dans l'atmosphère du Soleil à des hauteurs différentes. Il est bien remarquable, de plus, que certaines raies d'un même élément peuvent être déplacées, tandis que d'autres restent à leur place habituelle, et ce fait constitue un des meilleurs arguments que l'on puisse invoquer en faveur de la théorie de la dissociation des éléments simples aux hautes températures. En effet, on ne peut guère expliquer ces observations qu'en admettant que les corps simples sont en réalité composés et que, dans le Soleil, ils sont séparés en deux ou plusieurs éléments, dont chacun émet une partie des lignes du spectre primitif.

L'emploi de la photographie a fait faire un grand pas à l'observation des taches solaires. La plus grande

difficulté pour obtenir de bonnes photographies du spectre des taches, et pour pouvoir les comparer au spectre du disque, est d'obtenir, dans les deux cas, une action photographique égale. Le rapport des temps de pose doit être égal environ à 6 ou à 10, suivant la région du spectre étudié. Lorsqu'on est parvenu à avoir des intensités identiques pour la partie continue du fond du spectre, les différences d'intensité des raies renforcées sont moins grandes qu'on ne l'avait cru d'abord d'après les observations visuelles, mais ne font pourtant pas de doute.

Mitchell a fait une étude très complète des différentes variations que peuvent subir les raies dans le spectre des taches. Ces raies peuvent toutes rentrer dans une des catégories suivantes :

1° Lignes élargies et assombries.

2° Lignes élargies et affaiblies. Ces lignes sont semblables aux précédentes, mais sont plus pâles, de telle sorte qu'elles disparaissent avec une grande dispersion.

3° Lignes élargies présentant une ligne brillante centrale.

4° Lignes ombrées (winged), c'est-à-dire bordées de deux parties noires, sombres et dégradées comme des pénombres.

5° Lignes amincies. Ces lignes sont parfois tellement diminuées, qu'elles disparaissent complètement.

6° Lignes courtes et sombres, visibles seulement dans l'ombre de la tache, et nommées maintenant « lignes d'ombre » d'après *Newall*. Ces lignes sont d'ailleurs difficiles à distinguer, dans beaucoup de cas, des lignes élargies proprement dites, et l'accord n'est pas toujours complet entre les différents observateurs.

7° Enfin il existe des bandes plus claires que le fond continu et qui ont été rapprochées depuis longtemps, notamment par *Secchi*, des spectres cannelés des étoiles rouges.

Le nombre des lignes du fer modifiées dans le spectre des taches atteint 31 % du nombre total de ces lignes dans le spectre solaire; 23 % de ces lignes ont été vues renversées. Le vanadium, dont les lignes sont très faibles dans le spectre solaire, donne au contraire dans les taches un grand nombre de lignes très fortes ; 80 % de ces lignes apparaissent modifiées, et 44 % sont parfois renversées. Le manganèse donne parfois un très grand nombre de lignes renversées, tandis que le silicium n'offre jamais que des lignes affaiblies. Les lignes du groupe *b* appartenant au magnésium sont fréquemment renversées.

L'union pour la coopération des recherches solaires a décidé la coopération de plusieurs observatoires, dont chacun doit s'occuper d'une région relativement courte du spectre des taches. *Adams* et *Hale* ont entrepris, au mont Wilson, l'étude photographique de la région située entre 400 et 450. *Fowler* étudie visuellement la partie qui s'étend de *b* à E.

Les différents observateurs ne sont pas toujours d'accord sur les lignes modifiées, dont beaucoup sont notées comme renforcées par certains, tandis qu'elles paraissent normales à d'autres.

D'après les résultats déjà acquis, il semble que les apparences présentées par les lignes dans les taches dépendent en grande partie du caractère de ces lignes dans l'arc électrique. Par exemple, les lignes du calcium, qui sont estompées dans l'arc, ont aussi cette

apparence dans les taches, tandis que celles du titane, qui sont nettes dans l'arc, le sont aussi dans les taches, où elles sont seulement plus fortement marquées que sur le disque. En général, les lignes qui correspondent aux lignes renforcées, comme celles que donne l'étincelle électrique, sont diminuées d'intensité dans les taches, tandis que les lignes semblables à celles de l'arc électrique sont, au contraire, plus intenses, ce qui tendrait à prouver que l'absorption est due à des vapeurs relativement froides. Cette conclusion, déjà annoncée par *Lockyer*, a été confirmée par les expériences de *Hale* et *Adams*. Ces deux observateurs ont étudié les spectres de différents métaux dans un arc électrique dont l'intensité pouvait varier de deux à trente ampères ; ils trouvèrent que la plus grande partie des différences observées entre le spectre du Soleil et celui des taches se retrouvait en passant de l'arc de trente à celui de deux ampères.

Enfin, d'après *Belopolski*, les lignes du spectre des taches seraient déplacées faiblement vers le rouge. Il semble aussi acquis que le spectre est sensiblement constant d'une tache à l'autre, sauf en ce qui concerne quelques phénomènes de renversement, de telle sorte que le spectre des taches peut être considéré comme caractéristique d'une époque donnée et que l'on pourra, par une étude ultérieure, vérifier s'il présente bien des variations en accord avec la période des taches solaires.

Nos connaissances sur le spectre des taches sont encore, comme on le voit, assez incomplètes, et il faudra attendre le résultat des travaux commencés actuellement pour pouvoir tirer des conclusions cer-

taines et les appliquer à la théorie des taches. Une condition importante de succès dans cette étude consiste à se placer à une altitude élevée, pour éliminer autant que possible l'influence du spectre intense de l'atmosphère éclairée, qui se superpose à celui des taches et masque les petites différences qu'il peut présenter.

L'étude des taches solaires a fait récemment un grand pas par la découverte de l'effet Zeeman dans leur spectre. *Hale*, ayant remarqué que, d'après les clichés spectrohéliographiques, les gaz de l'atmosphère solaire formaient de véritables tourbillons autour des taches, pensa qu'il devait en résulter un courant électrique et, par suite, un champ magnétique suivant l'axe de la tache, si les corpuscules électrisés positivement ou négativement étaient en nombre différent. On sait, en effet, qu'un déplacement de particules électrisées équivaut à un courant électrique. Si le champ magnétique est assez fort, il doit en résulter un dédoublement des lignes des taches. Or *Young* et *Mitchell* avaient précisément observé visuellement des doublets dans le spectre des taches. *Hale* vérifia ce fait photographiquement et montra que ces doublets sont dus à l'effet Zeeman. Pour cela, il plaça un rhomboèdre de Fresnel et un nicol devant la fente et montra que l'intensité relative des composantes du doublet changeait suivant la position du nicol, ce qui prouve que les composantes sont polarisées circulairement en sens opposé, comme cela a lieu dans l'effet Zeeman. Une vérification précieuse de ces résultats consiste dans le fait que les raies telluriques ne changent pas en tournant le nicol, pas plus que les cannelures du cyanogène ; or on

sait que les spectres cannelés ne sont pas affectés par l'effet Zeeman. L'effet observé n'est donc pas dû à quelque imperfection instrumentale. Les taches sont des tourbillons de matière électrisée ; cette découverte fera certainement avancer de beaucoup nos connaissances sur la constitution du Soleil.

54. **Spectre des facules. — Photographie de la chromosphère projetée sur le disque.** — La surface du Soleil, en dehors des taches, n'est pas uniforme ; elle paraît formée de petits grains brillants qui se réunissent par endroits pour former des masses lumineuses plus étendues, qu'on appelle les *facules*. C'est au milieu de ces régions plus brillantes que les taches apparaissent généralement ; mais il y a sur le disque de nombreuses facules sans taches. Le spectre des facules se distingue naturellement de celui du disque par une intensité plus grande du fond continu ; de plus, les raies H et K du calcium y présentent une ligne brillante centrale très marquée. Le renversement est double, c'est-à-dire que l'on voit une fine raie noire au milieu de la ligne brillante, qui paraît ainsi dédoublée, tandis qu'on se souvient que le dédoublement est moins marqué, ou même que la ligne brillante est simple sur l'ombre des taches.

Nous avons vu que l'on désignait respectivement la partie sombre de la raie, la partie brillante et la ligne noire centrale par les lettres K_1, K_2, K_3 ou H_1, H_2, H_3. M. *Deslandres* a observé que les raies brillantes sont généralement plus longues, c'est-à-dire s'étendent sur une surface plus grande du disque, que le renforcement du spectre continu donné par les facules et qu'il n'y a pas toujours coïncidence absolue entre ces deux faits :

renforcement du spectre et présence des lignes brillantes. Les raies H_2 et K_2 sont d'ailleurs brillantes et doubles non seulement sur les facules, mais aussi, bien que beaucoup plus faiblement, sur le disque entier du Soleil.

Nous avons vu (§ 17) par quelles méthodes M. *Hale* et M. *Deslandres* ont utilisé pour la première fois, en 1892, la présence des raies brillantes sur les facules pour obtenir une image photographique de la forme des vapeurs qui produisent ces lignes brillantes et aussi un enregistrement de leurs vitesses radiales. Les photographies données par le spectrohéliographe, qui sont obtenues maintenant dans un grand nombre d'observatoires, présentent des plages brillantes qui correspondent aux facules; mais, comme les raies brillantes sont plus longues que le renforcement du spectre continu, ces plages sont plus étendues que les facules. *Maunder* a vérifié ce fait en comparant des images obtenues à Paris au moyen du spectrohéliographe aux photographies directes de facules de l'observatoire de Greenwich. Les images du spectrohéliographe sont, de plus, beaucoup plus riches en détails que les photographies de la surface de l'astre.

M. *Deslandres* a utilisé de la même façon les raies noires ordinaires du spectre solaire, notamment celles du fer. Ces raies ne sont noires que par constraste et ont, comme nous l'avons dit, un éclat égal à celui qu'elles auraient si les vapeurs incandescentes existaient seules. Elles donnent aussi des plages brillantes correspondant aux facules, du moins si l'on emploie toute la largeur de la raie pour former l'image, ou si l'on isole, en prenant une fente assez fine, une partie du bord dégradé de la raie qui correspond aux régions

basses de l'atmosphère solaire. Si l'on isole, au contraire, la partie centrale de la raie, qui est produite par l'absorption de la chromosphère supérieure, l'image n'est plus la même et ne correspond pas exactement à la forme des facules. M. *Deslandres* a aussi obtenu des photographies avec la raie fine K_3.

Les photographies obtenues par *Hale*, au moyen des raies noires de l'hydrogène, présentent au contraire des plages sombres au-dessus des facules ; ce qui indique que, dans ces régions, les lignes de l'hydrogène sont plus noires que sur le disque, c'est-à-dire que ce gaz produit une absorption plus considérable.

Les épreuves données par le spectrohéliographe avec la raie K présentent encore des petites plages brillantes appelées, au début, *réseau faculaire* ou *réseau chromosphérique*, qui sont indépendantes des facules et subsistent même quand celles-ci disparaissent. Ces petites plages brillantes, et aussi les grandes plages, ont reçu ensuite le nom de *flocculi*. Enfin, l'ensemble de la chromosphère paraît divisée en grains qui correspondent, sans doute, à la structure granulée de la surface solaire qu'on observe sur les photographies ordinaires.

Nous ne pouvons pas examiner ici les nombreux travaux que M. Deslandres, d'une part, M. Hale de l'autre, ont effectués au moyen du spectrohéliographe. Ces travaux, qui nous renseignent sur la disposition des couches de l'atmosphère solaire, le mouvement général ou les tourbillons qui se produisent dans ces masses gazeuses, rentrent dans le domaine de l'astronomie physique proprement dite.

Nous avons vu que les différences d'intensité des raies de Fraunhofer pouvaient être dues non seulement à

l'éclat variable des vapeurs incandescentes, mais aussi à la superposition d'un spectre continu provenant, soit de la lumière de la photosphère incomplètement absorbée, soit de particules lumineuses contenues dans l'atmosphère solaire. On pourrait donc se demander si les photographies obtenues au moyen du spectrohéliographe représentent bien la forme des vapeurs incandescentes, et non pas plutôt les facules de la surface ou les amas de particules de la chromosphère ou de la couronne. Pour la raie brillante K_2, la question ne se pose pas, car elle est due évidemment à une vapeur lumineuse; et comme ses composantes sont prolongées exactement, en dehors du disque, par deux raies identiques données par la chromosphère, on est porté à conclure que les images obtenues avec la raie K_2 représentent la chromosphère, indépendamment de la photosphère sur laquelle elle se projette.

Dans le cas des lignes sombres, nous avons vu que les parties plus brillantes s'étendent sur des régions plus ou moins grandes suivant la partie de la raie considérée, et même que les plages sont au contraire plus sombres quand on considère les lignes d'un autre élement. Ces différences d'intensité sont dues, par conséquent, aux vapeurs métalliques, et non à un spectre continu, dont l'effet serait le même pour toutes les raies du spectre.

Lorsqu'on applique le spectrohéliographe à des raies noires qui n'existent pas dans le spectre de la chromosphère, mais seulement dans celui de la couche renversante, l'image obtenue représente la forme des vapeurs de cette partie de l'atmosphère solaire. La couche renversante, qui n'est visible qu'au moment du second et

du troisième contact des éclipses totales, peut donc être explorée en tout temps et sur tout le disque au moyen du spectrohéliographe.

55. **Spectre des bords du Soleil. — Spectre anomal.** — L'éclat du disque solaire diminue assez rapidement du centre vers les bords, ce qui s'explique facilement par l'absorption de l'atmosphère du Soleil. Toutes les couleurs du spectre ne sont pas également affaiblies; la chromosphère forme un écran interposé devant le Soleil et dont l'épaisseur est plus grande sur les bords qu'au centre. Aussi le bord du Soleil, observé au zénith, est-il rougeâtre, tandis que son centre a une coloration plutôt bleue. Le spectre des bords du Soleil présente donc des changements dans l'intensité de ses différentes parties. De plus, les lignes de Fraunhofer sont aussi légèrement modifiées.

Secchi avait déjà remarqué que ces lignes présentent au bord du Soleil des changements absolument comparables à ceux que l'on observe en passant du disque au centre d'une tache. *Hastings* arriva à la même conclusion. Les travaux plus récents ont confirmé ces faits : l'intensité des raies est augmentée dans le spectre du bord quand elle l'est dans celui des taches; de plus il y a, comme dans les taches, de légers déplacements de lignes vers le rouge. En effet, en comparant la moyenne des positions d'une même raie aux deux bords de l'astre à la position qu'elle occupe pour le centre, *Halm* a trouvé que la raie donnée par le bord est déviée vers le rouge. De plus, d'après Halm, cette déviation varierait avec le temps et aurait une période de trois ans, ce qu'on pourrait expliquer en admettant que la pression dans la couche

renversante est variable. Toutes ces variations sont d'ailleurs très faibles, et les lignes du bord sont toujours plus étroites que celles des taches.

Le fait que le spectre des bords est peu différent de celui du disque a une certaine importance théorique. En effet, si les raies de Fraunhofer sont dues seulement à l'absorption d'une couche de gaz située au-dessus de la photosphère et si cette absorption n'est pas complète, c'est-à-dire si le fond de la raie renferme une portion notable du spectre continu de la photosphère, les raies sombres doivent être beaucoup plus fortes dans la lumière des bords, puisque l'épaisseur de gaz traversée est plus grande en ces points. Cette objection a été faite à Kirchhoff aussitôt après l'énoncé de sa théorie sur la constitution du Soleil ; il répondit que l'atmosphère du Soleil était très épaisse, de telle sorte qu'il y avait peu de différence entre les longueurs traversées par les rayons au centre et au bord du Soleil. Aujourd'hui, nous savons que l'absorption qui produit les raies de Fraunhofer n'est pas due à la chromosphère, mais à une couche inférieure, la couche renversante, qui est très mince; l'objection faite à Kirchhoff reprend donc toute sa valeur[1]. On a tiré de ces faits la conclusion que la principale absorption n'avait pas lieu dans la couche renversante, mais au-dessous du niveau de la photosphère, ce qui peut en effet se produire si l'on admet que la photo-

[1] Soient R le rayon du Soleil, R_1 celui de la couche extérieure de la couche renversante ; il est facile de calculer le rapport des longueurs traversées par un rayon venant du bord et par un rayon venant du centre; ce rapport vaut $\sqrt{\frac{R_1 + R}{R_1 - R}}$ et devient par conséquent très grand lorsque l'épaisseur $R_1 - R$ est petite.

sphère est formée de nuages qui flottent dans l'atmosphère gazeuse dont l'absorption produit les lignes sombres. Mais il faut remarquer que l'objection opposée à Kirchhoff n'a de valeur que si l'on admet que la lumière de la photosphère est incomplètement absorbée par la vapeur. Au contraire, si l'absorption de la lumière de la photosphère est sensiblement complète, la ligne doit être aussi claire quand l'atmosphère de l'astre est plus épaisse.

Les raies doublement renversées du calcium sont intéressantes à étudier à l'extrême bord du disque. D'après M. *Deslandres*, les deux composantes brillantes qui sont sur le disque, en dehors des facules, faibles et même dissymétriques, sont égales, nettes et séparées par un intervalle croissant lorsqu'on s'approche du bord, où elles sont prolongées exactement par les lignes de la chromosphère extérieure au disque.

Une curieuse manière d'observer le spectre du bord du Soleil a été employée avec l'œil par Respighi, puis photographiquement par Lockyer, et, en 1901, par M. *de la Baume-Pluvinel* pendant une éclipse annulaire. Dans ce dernier cas, un peu après le deuxième contact ou un peu avant le troisième, la partie visible du bord du disque est assez étroite, au voisinage du point de contact, pour se comporter comme une fente fine rejetée à l'infini et donner un spectre net au moyen du prisme objectif. On obtient ainsi le spectre de l'extrême bord du Soleil. M. de la Baume-Pluvinel a observé que les lignes de l'hydrogène n'étaient pas visibles, ce qui s'expliquerait par un double renversement, mais que, néanmoins, les raies noires H et K conservaient toute leur intensité.

Ce n'est pas seulement au voisinage des taches, des facules et des bords que le spectre solaire présente des irrégularités. *Jewell* a examiné avec une grande précision la position et la configuration des lignes sur tout le disque et dans des endroits absolument calmes, c'est-à-dire éloignés des taches ou des facules. Si l'on tient compte de toutes les irrégularités dues au principe de Doppler-Fizeau, il reste encore des anomalies inexplicables. Il y a notamment, comme dans le spectre des taches, des déplacements inégaux pour les différentes lignes d'un même élément, et ces déplacements varient d'un jour à l'autre. Nous avons vu que toutes ces irrégularités ont été cause que l'on a abandonné le spectre solaire comme base du système de longueurs d'onde et qu'on l'a remplacé par le spectre de l'arc électrique.

Le spectre solaire peut aussi présenter des irrégularités sur le disque tout entier, et ce phénomène a été appelé *spectre anomal*. Ce spectre remarquable a été photographié accidentellement, au mois de février 1894, par *Hale*, qui cherchait simplement à obtenir une série de photographies pour étudier un réseau. Quelques mois après, on s'aperçut de la singularité du phénomène observé. Onze poses successives avaient été faites, la fente du spectroscope traversant le disque solaire et rencontrant une petite tache. La première photographie montre le spectre normal présentant des changements considérables ; ces différences augmentent dans les poses suivantes, deviennent maximum pour la huitième, puis décroissent. Hale publia, en regard du spectre normal, le spectre de la huitième pose, qu'il appela le *spectre ano r. .*

spectre intermédiaire, qui marque la transition entre ces deux spectres.

La bande qui correspond à la tache est beaucoup plus faible dans le spectre anomal. Pour beaucoup de lignes sombres, la largeur ou l'intensité sont beaucoup diminuées, et cela non pas sur la tache ou aux environs, mais sur toute la longueur de la ligne, c'est-à-dire sur toute la partie du disque traversée par la fente. Certaines lignes, au contraire, sont extraordinairement renforcées ; enfin, on trouve des lignes plus ou moins déplacées. Le caractère le plus saillant du spectre anomal consiste dans la disparition presque complète des lignes H et K, qui sont si intenses dans le spectre ordinaire. Les apparences du spectre intermédiaire forment la transition entre le spectre normal et le spectre anomal.

Hale attribua ce phénomène à une perturbation générale et momentanée de la couche renversante. Julius l'expliqua par l'effet de la dispersion anomale de la lumière dans la couronne. Quelle qu'en soit l'explication, cette observation montre qu'on ne doit pas négliger l'étude du spectre normal, même dans les régions non troublées de l'astre ; car ce spectre, avec les appareils puissants dont on dispose actuellement, n'a certainement pas une constance absolue.

56. **Les protubérances et la chromosphère.** — Toutes les recherches dont nous venons de parler s'appliquent seulement à la surface du disque solaire. Pourtant, à l'époque où fut fondée l'analyse spectrale, on savait déjà que, pendant les courts instants d'une éclipse totale, on aperçoit, autour du disque obscur de la Lune qui recouvre entièrement le Soleil, des protubérances, sortes de flammes roses brillantes s'élevant

parfois jusqu'à 5′ ou 10′ du bord de l'astre. Il était naturel de chercher à appliquer la nouvelle méthode d'analyse à ces objets lumineux, d'autant plus qu'à cette époque on discutait encore la question de savoir si les protubérances étaient d'origine solaire ou lunaire, ou n'étaient pas simplement dues à notre atmosphère ou à une illusion d'optique. La première occasion favorable se présenta le 18 août 1868, lors d'une éclipse totale visible dans les Indes, et de nombreuses missions furent envoyées dans les régions les plus favorables. Une très belle protubérance était justement présente au moment de l'éclipse. Observée au spectroscope, elle donna un spectre de lignes brillantes se détachant sur un faible fond continu. *Janssen*, *Rayet*, *Herschell* mesurèrent ou reconnurent la position de ces raies et annoncèrent que les protubérances sont formées par des masses de matières gazeuses, et notamment par de l'hydrogène incandescent. Il y avait d'ailleurs des erreurs de détail dans les différentes observations, par exemple des confusions entre les raies B et C et entre G et G′. De plus, une raie brillante dans le jaune fut confondue avec la raie D du sodium. Plus tard, on s'aperçut que l'on avait affaire à un élément différent et de nature inconnue, que l'on appela hélium. Quoi qu'il en soit, le résultat principal était acquis : on connaissait la nature des protubérances, et l'on savait que leur origine solaire ne peut être mise en doute.

Mais cette éclipse fut l'occasion d'une découverte encore plus importante. *Janssen*, frappé de l'intensité des lignes brillantes de la protubérance, eut aussitôt l'idée qu'il pourrait les revoir en dehors des éclipses,

malgré l'éclat de la lumière du ciel. Dès le lendemain, il plaça la fente de son spectroscope tangente au bord solaire, à l'endroit où se trouvait la protubérance, et vit apparaître les lignes brillantes de l'hydrogène. Ainsi se trouvait fondée la méthode d'observation des protubérances et de la chromosphère en dehors des éclipses totales, méthode dont les conséquences devaient être si nombreuses et si importantes. Au même moment et indépendamment, *Lockyer* annonçait qu'il était arrivé au même résultat, dont il poursuivait la réalisation depuis quelques années. Le 24 octobre 1868, il parvint à voir les raies brillantes de l'hydrogène au bord du Soleil, en un point occupé par une protubérance.

Les premiers observateurs faisaient mouvoir lentement la lunette en dessinant les longueurs de la partie brillante de la raie rouge de l'hydrogène à différentes distances du bord solaire; ils obtenaient ainsi une représentation de la forme générale de la protubérance. C'est le procédé de la fente étroite dont nous avons parlé plus haut.

Huggins, *Zöllner*, *Herschell* apportèrent un progrès important pour l'observation visuelle en adoptant la méthode de la fente large, qui a permis depuis cette époque de dessiner facilement les protubérances et d'enregistrer leur position autour du disque solaire. *Huggins* a donné le premier un dessin d'une protubérance fait avec une fente large. Il employa des verres rouges pour intercepter la lumière diffuse des autres couleurs; il se servit aussi d'un diaphragme entourant la raie observée et où l'on peut voir une des premières applications de l'idée de la seconde fente.

Young photographia le premier une protubérance par le procédé de la fente large, en 1874. Mais la véritable solution du problème devait être donnée par l'emploi des méthodes que nous avons décrites (p. 89), et qui consistent à faire mouvoir la fente par rapport à l'image de la protubérance, tandis que la plaque photographique se déplace devant la raie brillante, qui est isolée par une deuxième fente. La réalisation de ce principe se heurtait à des difficultés pratiques, et ce n'est qu'après quelques essais infructueux de différents observateurs que *Hale*, en 1892, obtint avec le spectrohéliographe la première photographie de protubérances. Nous avons vu que la même méthode permet de déceler les vapeurs incandescentes de la chromosphère et de la couche renversante sur le disque même du Soleil.

L'étude des protubérances en dehors des éclipses a permis de reconnaître que le Soleil est entouré en tout temps et sur tout son pourtour d'une couche de matière gazeuse, qui forme un anneau lumineux de 10″ d'épaisseur en moyenne et qu'on a appelé *chromosphère*. Cet anneau produit les croissants roses lumineux qui sont visibles après le second et avant le troisième contact des éclipses totales. Les parties les plus hautes constituent les protubérances, qui semblent des parties de la chromosphère projetées violemment comme par des éruptions. Les protubérances ont les formes les plus variées. Après avoir eu l'apparence de flammes, elles forment souvent des nuages qui planent pendant quelque temps au-dessus de la chromosphère, puis se dissipent ou se reforment de nouveau. Ces transformations sont parfois excessivement rapides, et

la protubérance change complètement d'aspect en moins d'une heure. Grâce à la méthode d'observation en dehors des éclipses, on peut maintenant suivre toutes les phases de leur naissance et de leur développement.

C'est à la chromosphère que l'on attribua tout d'abord le phénomène de renversement des raies de Fraunhofer, et c'est plus tard seulement que l'observation du *spectre-éclair* amena la découverte de la *couche renversante*. Le spectre de la chromosphère ne donne que les raies de quelques gaz ou vapeurs, principalement celles de l'hydrogène, du calcium et de l'hélium. Ce n'est que dans la couche plus basse, large seulement de une seconde, que l'on trouve les lignes métalliques nombreuses correspondant au spectre de Fraunhofer.

57. **Spectre de la chromosphère**. — Le spectre des protubérances et de la chromosphère peut être étudié en tout temps par la méthode de *Janssen-Lockyer* avec une fente fine. Pourtant on comprend qu'il est plus facile d'en observer les détails pendant la durée de la totalité des éclipses de Soleil. A ce moment, en effet, la lumière de l'atmosphère terrestre, qui en en temps ordinaire, masque les protubérances, est considérablement diminuée d'éclat et, de plus, on n'a pas dans l'instrument la lumière diffuse venant de la lumière du Soleil lui-même qui illumine l'objectif. Si l'on observe en dehors des éclipses, il importe évidemment de se placer à une altitude aussi élevée que possible pour diminuer l'intensité du spectre continu de l'atmosphère. *Young*, qui fit le premier travail d'ensemble sur le spectre de la chromosphère, observait

en 1872, au sommet du mont Sherman, en Californie, à 2800 mètres d'altitude; il observait visuellement par la méthode de Janssen-Lockyer. Dans la table des lignes chromosphériques donnée par Young, une colonne indique la fréquence relative de l'apparition de la ligne, une seconde colonne son intensité, et une autre l'élément donnant la raie à laquelle Young a identifié chaque ligne chromosphérique. Cette identification est douteuse dans la plupart des cas et n'est guère certaine que pour l'hydrogène, le fer, le titane, le calcium et aussi pour l'hélium, dont les raies ont été identifiées par la suite. Plus récemment d'autres lignes chromosphériques ont été découvertes, notamment les bandes du carbone, observées par *Hale* en dehors des éclipses totales. On trouvera dans l'ouvrage de Scheiner[1] une liste des lignes chromosphériques visuelles. L'étude du spectre de la chromosphère a été prolongée, au moyen de la photographie, dans la partie violette et ultra-violette par M. *Deslandres* et M. *Hale*, en 1892. La table suivante donne les raies découvertes par ces deux observateurs ; la troisième colonne indique l'origine de la raie et la quatrième l'initiale de l'observateur qui a mesuré sa longueur d'onde.

Pendant les éclipses totales, on peut observer ou photographier le spectre de la chromosphère en plaçant la fente du spectroscope sur l'anneau chromosphérique perpendiculairement au bord du Soleil. Dans ce cas, on voit superposés les spectres des différentes couches de l'atmosphère solaire, y compris le spectre

[1] *Pop. Astrophysik*, p. 368. Dans cette table, la raie 4078 doit être attribuée à Sr. et non à Ca.

SPECTRE ULTRA-VIOLET DE LA CHROMOSPHÈRE

N°	λ	ÉLÉM.	AUTOR.	N°	λ	ÉLÉM.	AUTOR.
1	3970,2	Hε	Young	38	3798,1	H	H
2	3968,56	Ca	H	39	3774,0		»
3	3966,6		D	40	3770,8	H	»
4	3964,0		H	41	3767,1	Fe	»
5	3961,7	Al	»	42	3761,4		D
6	3956,9	Fe	»	43	3759,3		D
7	3945,2		»	44	3758,0		H
8	3944,1	Al	D	45	3757,0		»
9	3938,1		H	46	3750,2	H	D
10	3933,86	Ca	»	47	3749,7	Fe	H
11	3928,1		D	48	3748,4	Fe	D
12	3923,0		»	49	3745,8	Fe	»
13	3913,5		H	50	3741,7		H
14	3905,6		D	51	3737,3	Fe	D
15	3900,7		H	52	3734,2	H	D
16	3895,5		»	53	3733,3	Fe	H
17	3893,8		»	54	3724,3		»
18	3891,0		»	55	3721,9	H	D-H
19	3889,14	H	Young	56	3720,1	Fe	D
20	3888,73	He	H	57	3716,9		H
21	3886,4		»	58	3711,8	H	D-H
22	3878,8		»	59	3710,3		H
23	3863,0		»	60	3705,9	He	D
24	3860,0	Fe	»	61	3704,0	H	D-H
25	3856,5	Fe	D	62	3699,5		H
26	3850,5		H	63	3697,4	H	D-H
27	3838,4	Mg	D	64	3691,5	H	»
28	3835,54	H	H	65	3686,7	H	»
29	3832,5	Mg	H-D	66	3685,3		»
30	3829,5	Mg	» »	67	3683,5	H	D
31	3828,0	Fe	D	68	3681,0		H
32	3826,0	Fe	»	69	3679,5	H	»
33	3824,6		»	70	3674,2	H?	»
34	3820,5	Fe	»	71	3662,2		»
35	3819,8	He	»	72	3647,8		»
36	3816,0	Fe	»	73	3632,0		»
37	3813,5		H	74	3630,8		»

des protubérances, s'il s'en trouve une à l'endroit traversé par la fente. On peut donc, d'après la longueur d'une raie brillante, conclure la distance à laquelle l'élément qui la produit s'élève au-dessus du bord du Soleil; mais il faut remarquer que l'irradiation, et aussi les irrégularités du mouvement d'horlogerie, dans le cas de la photographie, rendent cette estimation assez douteuse.

On peut aussi se servir du prisme-objectif, comme nous l'avons vu plus haut. Si l'on opère après le second contact, la partie de la chromosphère visible dans une lunette a la forme d'un croissant tangent au

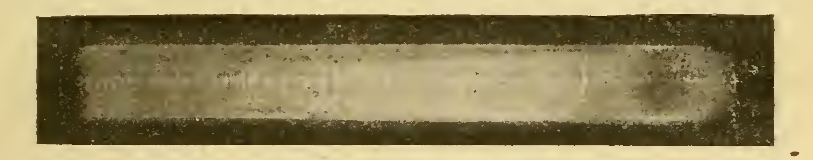


Fig. 28. — Chromosphère et protubérances photographiées avec le prisme-objectif.

bord lunaire. Les photographies faites avec le prisme-objectif présentent donc un certain nombre de croissants correspondant aux différentes radiations monochromatiques de la chromosphère. Il est à noter que ces croissants se divisent en deux groupes, les uns plus longs et plus larges correspondant aux vapeurs qui existent dans tout le croissant chromosphérique. les autres plus courts et plus minces représentant le spectre de la chromosphère inférieure. Les premiers sont formés surtout par l'hydrogène, l'hélium, le calcium et aussi le titane. Les seconds se rapportent à des vapeurs métalliques beancoup plus nombreuses, mais

on ne trouve pas toutes les raies correspondant aux lignes de Fraunhofer ; bien plus, certaines raies d'un même élément manquent, tandis que d'autres sont visibles. Nous verrons, quand nous parlerons de la couche renversante et du spectre-éclair, comment on peut, au moyen du prisme-objectif, déterminer les hauteurs auxquelles s'élèvent les différentes vapeurs de l'atmosphère solaire.

On peut aussi observer le spectre de la chromosphère dans le prisme-objectif pendant les éclipses annulaires. Un instant après la fin de la phase annulaire, ou un peu avant son commencement, le bord de la Lune masque le bord brillant du Soleil, et l'on voit, contre ce bord, l'anneau chromosphérique; mais on est gêné par la lumière venant de la partie non éclipsée du Soleil. M. *de la Baume-Pluvinel*, observant au Caire l'éclipse annulaire du 11 novembre 1901, a tourné cette difficulté en se servant d'un spectroscope dont la fente était largement ouverte et encadrait l'image de cette partie de la chromosphère donnée par un objectif. Nous avons déjà vu cette disposition, qui réalise en quelque sorte la combinaison d'un prisme-objectif et d'un appareil d'agrandissement. Dans le cas présent, on évite ainsi les rayons venant des parties non éclipsées du Soleil, et les images obtenues sont comparables aux photographies du spectre de la chromosphère prises avec un prisme ou un réseau objectif au moment du deuxième ou du troisième contact d'une éclipse totale. M. *Donitch* a observé de même à Pnom-Penh, en 1903, une éclipse annulaire. Il se servit d'une disposition analogue; mais, au lieu d'une fente large, il employa une fente

courbe et fine dont le rayon de courbure était égal à celui de l'image du disque lunaire. Ce procédé a été employé depuis en dehors des éclipses totales pour étudier le spectre de la chromosphère au bord du Soleil sur un arc plus long qu'avec une fente droite. On a, de plus, ainsi l'avantage de pouvoir examiner séparément les spectres correspondant aux différentes couches superposées de la chromosphère.

Si l'on photographie le spectre de la chromosphère pendant une éclipse en plaçant la fente perpendiculaire au limbe, il est très remarquable que les raies sont fines à leur partie supérieure et très élargies à leur base [1], sauf la raie de l'hélium. On explique ce phénomène en admettant une densité plus grande des vapeurs des couches inférieures ; mais nous avons vu que *Julius* en a donné une autre explication, supposant que la lumière des parties voisines de la ligne centrale était due à la lumière polychrome de la photosphère, visible au-dessus de son pourtour en raison de la dispersion anomale. Dans cette théorie, les raies de la chromosphère ne devraient pas être simples, mais formées de deux parties plus ou moins larges séparées par une très fine ligne sombre. Le fait que dans l'éclipse de Sumatra les lignes observées par l'expédition hollandaise étaient doubles a été considéré comme un argument en faveur de cette théorie.

[1] Ce fait est la cause que, lorsqu'on observe les protubérances par le procédé de la fente large, la partie basse de la chromosphère est moins bien définie que le haut des protubérances. En effet, un point de la chromosphère ne donne pas un point dans le spectre, mais une ligne dont la longueur est égale à la largeur de la raie en ce point.

Les raies de la chromosphère sont, de plus, souvent tordues et déplacées; ce qui indique, si l'on n'admet pas la théorie de Julius, des déplacements de vapeurs s'effectuant avec des vitesses extraordinaires. Ces vitesses iraient jusqu'à plusieurs centaines de kilomètres par seconde. D'ailleurs les déplacements observés visuellement dans les protubérances atteignent des vitesses aussi considérables. Mais il faut remarquer que, dans le cas des vitesses radiales, l'influence de la pression permet peut-être aussi d'expliquer ces déplacements de raies, ou du moins ceux qui ont lieu vers le rouge.

Le spectre de la chromosphère est assez variable suivant la distance du point considéré au Soleil; pourtant, jusque dans les parties les plus hautes et dans les protubérances on trouve toujours certaines raies caractéristiques, qu'on appelle pour cette raison les *raies permanentes* de la chromosphère. Ces raies se rapportent aux éléments suivants.

Lignes de l'hydrogène. — On sait que les raies du premier spectre de l'hydrogène ont des longueurs d'onde reliées par une formule simple, due à *Balmer*, qui donne la longueur d'onde λ_n en fonction des nombres entiers successifs n à partir de 3 et d'une constante A. Cette formule est la suivante:

$$\lambda_n = A \frac{n^2}{n^2 - 4}, \qquad A = 3646,13.$$

Le spectre de la chromosphère contient un plus grand nombre de raies rentrant dans cette formule que le spectre obtenu dans le laboratoire; par contre, il ne contient pas les raies du *second spectre*. Les raies cor-

respondant aux valeurs de n comprises entre 16 et 19 ont été observées par *Hale* dans le spectre d'une protubérance et par M. *Deslandres,* qui a été jusqu'à $n = 21$; les dernières, jusqu'à $n = 31$, ont été trouvées par *Evershed* dans le spectre d'une protubérance brillante pendant une éclipse.

Lignes de l'hélium. — On trouve dans la chromosphère la raie D_3 très brillante et aussi d'autres raies de l'hélium, parmi lesquelles les lignes 4472 et 7066 ont été identifiées par M. *Deslandres* avec celles de l'hélium terrestre extrait de la clévéite. Les observations de *Runge* montrent que la raie jaune de l'hélium tiré des minéraux terrestres (clévéite, bröggérite, uranitite, etc.) est double, la distance des deux composantes étant 0,323 U. A. Or *Hale,* observant la raie correspondante dans une protubérance très brillante, la trouva également double, ce qui est une preuve de plus de l'identité de ces deux raies.

Il est curieux que la ligne D_3 ne soit pas visible comme ligne sombre dans le spectre de Fraunhofer, excepté près des taches ou dans des endroits particuliers du disque[1]. On a avancé que l'éclat même de cette raie pouvait être la cause de cette anomalie. Mais cette explication amènerait à considérer la température de l'hélium comme au moins égale à celle de la photosphère, ce qui est invraisemblable. Il est plus simple d'admettre que la couche d'hélium est trop mince pour donner une absorption sensible, mais assez épaisse pourtant pour émettre des radiations visibles en dehors du disque où son épais-

[1] Voy. *Observatory,* XXVIII, 1905, p. 254, 318, 358, 468; XXX, 1907, p. 62 et 214.

seur, suivant le rayon visuel, est deux fois plus grande qu'au bord même. Cette explication serait vérifiée si l'on observait que les raies de l'hélium sont plus souvent visibles près des bords du disque qu'au centre. On a aussi avancé que l'hélium pouvait ne pas obéir à la loi de Kirchhoff et posséder un pouvoir absorbant très faible comparé à son pouvoir émissif. Mais l'exemple des étoiles qui possèdent les raies de l'hélium très marquées rend cette théorie douteuse.

Lignes du calcium. — Les raies H et K sont aussi toujours visibles dans le spectre de la chromosphère à une grande hauteur, et généralement plus loin du bord que l'hydrogène, malgré le poids atomique élevé du calcium comparé à celui de l'hydrogène. On a vu là une preuve que le calcium était dissocié en deux éléments, dont l'un aurait un faible poids atomique et n'émettrait que les lignes H et K. Nous verrons plus loin une autre explication de ce phénomène.

58. **Constitution des protubérances**. — On distingue les *protubérances quiescentes*, qui ne renferment que les gaz permanents de la chromosphère, et les *protubérances éruptives*, qui sont formées, surtout à leurs bases, par des vapeurs métalliques variées provenant des parties basses de la chromosphère et de la couche renversante ; le spectre de ces dernières est beaucoup plus compliqué et aussi plus variable.

Les protubérances ne sont pas composées uniquement de gaz et de vapeurs incandescentes, elles renferment aussi des amas de particules donnant un spectre continu ; certaines protubérances, dites *blanches*, ne contiennent même peut-être que des particules. M. *Deslandres* a photographié, en 1905, la forme de

ces amas de particules au moyen d'écrans colorés (p. 53) arrêtant les radiations monochromatiques des vapeurs et des gaz. Dans le spectroscope, la présence des particules se révèle parfois par un spectre continu plus intense que celui du fond du ciel. *Young*, en 1872, a observé un spectre continu produit par une protubérance. M. *Deslandres* et M. *Hale* ont photographié un pareil spectre en 1892. Le spectre continu des protubérances ne se détache presque jamais sur celui de l'atmosphère, et cela se conçoit aisément, puisque les protubérances n'ont jamais été vues en plein jour. Mais si l'on considère une ligne noire du spectre ne correspondant à aucune vapeur contenue dans la protubérance, c'est-à-dire une ligne de l'atmosphère éclairée en dehors du disque, son intensité doit être partout la même; s'il n'en est pas ainsi, ce fait ne peut être dû qu'à la superposition d'un spectre continu donné par les particules de l'atmosphère solaire. On peut donc, avec le spectrohéliographe et en employant certaines raies noires, photographier en dehors des éclipses les amas de particules des protubérances en dehors du disque et même, peut-être, les particules de la couronne elle-même.

Les différences de constitution des diverses parties des protubérances sont mises en évidence facilement pendant les éclipses totales au moyen du prisme-objectif. Dans ces conditions, les images données par les diverses radiations monochromatiques ne sont pas identiques; par exemple, l'image donnée par les raies H ou K est généralement plus large et plus haute, ce qui prouve, si ce fait n'est pas dû à l'irradiation, que le calcium seul forme la partie supérieure des protubé-

rances. On voit aussi, sous forme de minces traînées, le spectre continu des particules. Les parties les plus brillantes de la chromosphère donnent aussi un spectre continu.

Ces différences spectrales se traduisent, dans l'observation directe, par des couleurs variables. *Ricco* a observé ainsi que les parties extérieures des protubérances étaient bleuâtres, et il a vu des parties blanches dues aux particules et correspondant aux protubérances blanches observées par Tacchini.

59. **La couche renversante. — Le spectre-éclair.** — La découverte de la couche renversante a été faite par *Young* pendant l'éclipse totale de 1871. Il avait placé la fente de son spectroscope tangente au point du bord solaire où devait avoir lieu le second contact. Tandis que la Lune avançait vers ce bord, il vit un certain nombre de raies noires pâlir et même quelques-unes prendre un faible éclat, une minute ou deux avant le commencement de la totalité. Il n'y avait encore là rien de surprenant, car on pouvait s'attendre à voir renversées les lignes de la chromosphère, qu'on aurait vues brillantes avec un spectroscope plus dispersif, même en dehors d'une éclipse totale. Mais, au moment précis du second contact, ce ne sont plus quelques lignes, mais toutes celles du spectre de Fraunhofer qui sont renversées subitement et apparaissent brillantes à la place des raies obscures. Le phénomène ne dura qu'un instant, à peine deux ou trois secondes, et tout disparut quand la Lune, dans son mouvement, eut recouvert cette mince couche lumineuse.

La *couche renversante* (reversing layer) est donc très

mince; son épaisseur, qu'il est facile de déduire de la durée de visibilité de son spectre, ne dépasse guère 1″, c'est-à-dire environ 700 kilomètres; aussi n'a-t-on pu jusqu'ici l'observer en dehors des éclipses par la méthode de Janssen-Lockyer. En raison des ondulations de l'atmosphère, la lumière du bord du Soleil se mélange toujours sur la fente du spectroscope à celle de la couche renversante et masque ses raies brillantes. Ce n'est donc qu'au moment du second et du troisième contact des éclipses totales que l'on peut observer ce spectre, auquel on a donné, en raison de la brièveté de son apparition, le nom de *spectre-éclair* (flash spectrum). On entreprit naturellement son étude au moyen de la photographie. L'emploi de la chambre à prismes est ici tout indiqué. On opère comme pour photographier le croissant chromosphérique ; mais, pour éviter autant que possible les radiations étrangères et la lumière diffuse, on doit chercher à avoir une pose comprenant aussi exactement que possible les deux ou trois secondes de visibilité du spectre-éclair. Pour cela, on pourra suivre visuellement la marche du phénomène avec un spectroscope, ou encore se servir, comme l'a fait M. *Deslandres* en 1900, d'appareils cinématographiques qui fournissent une succession de clichés, parmi lesquels on choisira celui qui se rapporte à l'instant du contact. Nous avons vu (p. 262) qu'en prenant un cliché un peu avant le second contact ou un peu après le troisième, le bord du disque donne un spectre à raies noires ; ce spectre pourra servir à mesurer les longueurs d'onde des radiations de la couche renversante. La figure 29 représente le spectre-éclair photographié par M. de la Baume-Pluvinel.

Le spectre-éclair a été étudié principalement par *Lockyer, Shackleton, Fowler, Lebedinsky*, en 1893 et 1896; par *Evershed, Hills, Campbell*, en 1898, et, dans la partie ultra-violette, par M. *Deslandres*, en 1900. La photographie du spectre infra-rouge, tentée par M. *de la Baume-Pluvinel* en 1905, au moyen d'une plaque au sulfure de zinc dont la lumière infra-rouge devait éteindre la phosphorescence, n'a pas encore donné de résultat.

L'ensemble de ces observations montre que le spectre-éclair est composé de lignes brillantes correspondant

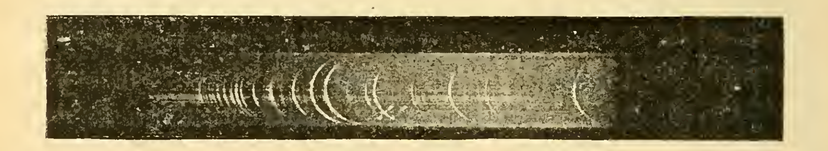


Fig. 29. — Spectre-éclair et croissants chromosphériques.

exactement aux raies noires du spectre solaire. Pourtant certains clichés comprenant à la fois les lignes noires de Fraunhofer et les lignes brillantes du spectre-éclair semblent montrer de légères différences entre les longueurs d'onde des raies correspondantes. Dans certains cas, *Campbell* a trouvé que les déplacements paraissaient être de même sens pour toutes les lignes noires qui étaient déplacées vers le violet; dans d'autres cas, les changements différaient suivant les raies. De plus, d'après *Lockyer*, les raies du spectre-éclair seraient généralement du type des raies renforcées données par l'étincelle électrique, tandis que les raies de Fraunhofer correspondent plutôt au type des raies de l'arc.

Le spectre de la couche renversante présente beaucoup plus de lignes brillantes que celui de la chromosphère; mais il n'y a pas naturellement de différence absolument tranchée entre ces deux parties de l'atmosphère solaire, de même qu'il n'y a pas une ligne de démarcation nette entre les parties hautes des protubérances quiescentes et les couches basses de la chromosphère. Pourtant les différences sont assez marquées pour que l'on doive considérer la couche renversante et la chromosphère comme deux parties distinctes de l'atmosphère du Soleil.

On trouve dans le spectre-éclair, outre les lignes chromosphériques déjà données, environ 60 à 70 °/₀ des plus fortes lignes de Fraunhofer. L'absence des lignes correspondant aux autres raies sombres peut s'expliquer par leur faible intensité ou par le fait que les vapeurs correspondantes ne s'élèvent pas assez haut. Nous avons remarqué, d'ailleurs, que l'absorption pouvait se produire en partie *au-dessous* de la surface solaire, de telle sorte qu'il est possible que l'on ne trouve jamais dans le spectre-éclair certaines radiations du spectre de Fraunhofer.

Frost a identifié, entre les longueurs d'onde 4930 et 4000, 260 lignes avec celles du spectre solaire de Rowland; 102 se rapportent au fer, 23 au titane, 11 au chrome et 26 restent douteuses entre deux de ces éléments; 60 °/₀ des lignes observées appartiennent donc à ces trois corps. Puis viennent le calcium, le manganèse, le vanadium, avec cinq coïncidences; le nickel, le zirconium, le scandium, avec quatre; l'hydrogène, l'hélium, le strontium, le lanthane, le cobalt, et peut-être le carbone, avec trois lignes; le baryum et le

le cérium, avec deux lignes, etc. 41 lignes n'ont pu être identifiées avec les éléments du Soleil. L'hélium faisant partie de l'atmosphère solaire, on pouvait penser que les autres gaz qui l'accompagnent dans l'atmosphère terrestre se trouvaient aussi dans le Soleil ; et, en effet, *Mitchell*, observant l'éclipse du 18 mai 1901, a trouvé que l'argon et le néon étaient représentés par plusieurs lignes dans le spectre-éclair. L'identification des lignes du krypton et du xénon reste douteuse.

La question de savoir à quelle hauteur s'élèvent les différents éléments dans l'atmosphère solaire est très difficile à résoudre. On peut y arriver en mesurant la longueur et l'épaisseur relatives des croissants du spectre-éclair ; mais on est gêné par le fait que deux croissants d'intensité différente ont des épaisseurs très inégales, même si les vapeurs qui les produisent s'élèvent à la même hauteur ou s'ils appartiennent à deux radiations d'un même élément. Le tableau ci-contre, dû à *Jewell,* montre que les hauteurs calculées pour une même vapeur avec ses différentes radiations varient dans des proportions énormes. Pour pouvoir comparer les différentes vapeurs, il faudrait se servir de radiations de même intensité ; mais, comme il ne s'en présente généralement pas, on se sert uniquement des hauteurs trouvées avec les lignes les plus brillantes de chaque élément. Ce procédé est légitime, car on peut remarquer que le sodium donne des croissants minces, c'est-à-dire s'élève à une hauteur assez faible, malgré l'intensité des radiations de la raie D. Le plus grand obstacle à la détermination de la hauteur des vapeurs n'est donc pas l'irradiation photographique, qui rendrait très larges les croissants du sodium, mais

plutôt le fait que l'intensité de la radiation décroît très

LE SPECTRE-ÉCLAIR

ÉLÉMENTS	λ	HAUTEURS en kilom.	ÉLÉMENTS	λ	HAUTEURS en kilom.
Calcium.	3933,8	24000	Titane.	4313,0	1600
	3706,2	6400		4590,1	1300
	3737,0	6400		4464,6	1300
	4226,9	2400		4387,0	320
	4455,1	1600		4466,0	160
	4456,0	240	Chrome.	4275,0	1900
	4456,8	160		4254,5	1600
Hydrogène.	4340,6	12800		4558,8	1600
Hélium.	4471,7	12000		4588,4	1600
	4713,3	4800		4280,2	160
	4388,1	2700	Fer.	4584,0	1600
Inconnu.	4568,5	5300		4233,3	1600
	4685,5	2700		4260,8	1300
	4362,8	2200		4508,5	1000
	4253,4	800		4520,4	1000
Magnésium.	3838,4	8000		4482,4	320
	4481,3	1600	Manganèse.	4030,9	1300
Strontium.	4215,7	5600		4451,8	160
	4305,6	320	Yttrium.	4575,1	1600
Baryum.	4554,2	2400		4398,2	320
	4525,3	240	Cadmium.	4678,4	200
Aluminium.	3961,6	2800	Zinc.	4680,3	240
Ytterbium.	3694,3	6400		4722,3	240
Scandium.	4247,0	2800	Cyanogène.	3883,5	1100
	4314,2	320	Vanadium.	4579,4	320
Titane.	4468,7	5600		4390,1	160
	3913,6	4800	Sodium.	5896,0	1600
	4395,2	4000		5890,0	1600

vite à partir du bord du Soleil, de telle sorte que les lignes faibles d'un élément donnent des croissants étroits à cause du temps de pose insuffisant.

Si l'on range les métaux, par ce procédé, d'après la hauteur à laquelle ils semblent s'élever dans l'atmosphère solaire, on obtient la liste suivante qui est loin, comme on voit, de correspondre exactement à la série décroissante de leurs poids atomiques. Nous avons

HAUTEUR DES ÉLÉMENTS DANS L'ATMOSPHÈRE SOLAIRE

ÉLÉMENTS	*p.*	HAUTEUR	ÉLÉMENTS	*p.*	HAUTEUR
Calcium. . . .	40	24 000	Baryum	136	2 400
Hydrogène . .	1	12 800	Sodium	23	1 600
Hélium	4	12 000	Fer	56	1 600
Magnésium . .	24	8 000	Yttrium. . . .	88	1 600
Ytterbium (?).	172	6 400	Manganèse . .	55	1 300
Titane.	48	5 600	Vanadium. . .	51	370
Strontium. . .	87	5 600	Zinc	65	240
Aluminium . .	27	2 800	Cadmium . . .	112	200
Scandium. . .	44	2 800			

déjà parlé de la théorie de la dissociation, qui permet d'expliquer toutes ces irrégularités ; mais il existe une autre explication faisant simplement intervenir la densité des vapeurs. On peut supposer que le spectre se compose de lignes plus nombreuses quand la densité est plus grande. Il est probable que, dans les hautes régions de l'atmosphère solaire, la densité des vapeurs est moindre que dans les couches basses et dans la couche renversante. On peut donc expliquer ainsi le fait que les croissants dus à certaines radiations d'un même élément sont plus étroits que d'autres. Cette hypothèse expliquerait, sans faire intervenir la dissociation, la

visibilité des raies H et K à une distance du bord du disque où la forte raie bleue du calcium ($\lambda = 4227$) demeure invisible. On sait en effet que, dans les tables de Young, le nombre qui représente la fréquence d'apparition des raies vaut 50 ou 75 pour les raies H et K et 3 seulement pour la raie bleue.

Pour confirmer cette hypothèse, *Huggins* fit un grand nombre d'expériences de laboratoire sur le spectre de la vapeur de calcium, en vue de trouver des conditions où les lignes autres que les raies H et K, et principalement la ligne bleue, disparaissent complètement. Il se servit d'électrodes en calcium, puis d'électrodes en platine, et d'une solution concentrée de chlorure de calcium ; il employa ensuite des solutions de plus en plus diluées de ce dernier corps, et il observa que, dans les spectres successifs, toutes les raies, et même la raie bleue, diminuaient d'intensité et finissaient par devenir invisibles avec une densité suffisamment faible, tandis que les raies H et K restaient visibles et assez intenses, bien que beaucoup moins larges. L'absence de certaines lignes peut donc s'expliquer simplement par une densité plus faible de l'élément considéré, et la hauteur à laquelle semble s'élever le calcium serait due seulement à la facilité avec laquelle se montrent les raies H et K pour une très faible densité de cet élément.

60. **Spectre de la couronne.** — Contrairement à la chromosphère et aux protubérances, qui n'ont été observées visuellement que depuis un siècle environ, l'existence de la couronne qui entoure le Soleil pendant les éclipses totales était connue depuis l'antiquité. Pourtant, lorsque prit naissance l'analyse spectrale, on

appliqua d'abord cette nouvelle méthode d'observation aux protubérances, et, pendant l'éclipse de 1868, un seul observateur, *Tennant,* dirigea son spectroscope vers la couronne, où il ne vit d'ailleurs qu'un spectre continu. Ce n'est qu'un an plus tard, lors de l'éclipse du 7 août 1869, que *Young, Harkness* et *Lockyer,* observèrent spécialement le spectre de la couronne. Ils trouvèrent un spectre continu renfermant une raie brillante unique dans le vert.

Cette raie, qu'on appela la raie 1474, parce qu'elle coïncidait avec cette division de l'échelle de Kirchhoff, fut d'abord assimilée à la raie du spectre des aurores boréales, puis rapportée au fer; mais, dès 1876, on s'aperçut que cette coïncidence n'était pas exacte, et que l'on ne pouvait pas non plus rapporter cette raie à l'hydrogène, comme l'avait fait *Secchi,* ou à l'oxygène, comme le pensait *Watts.* On l'attribua donc à un gaz inconnu, qu'on nomma, en 1882, le *coronium.* Cette raie a été dédoublée par *Young;* sa longueur d'onde, déterminée par *Campbell* en 1898, puis par *Lockyer,* etc., vaut 5303,33.

En 1871, *Janssen* et *Barker,* puis *Stone* en 1874, et *Schuster* en 1882, observèrent quelques raies de Fraunhofer dans le spectre continu, notamment les raies D, *b,* G. Ces lignes n'étaient visibles que dans la partie de la couronne la plus éloignée du Soleil et qu'on appelle *couronne extérieure.* M. *de la Baume-Pluvinel,* en 1893, obtint des photographies de ces raies sombres. M. *Deslandres* photographia le spectre ultra-violet en 1893. Le spectre infra-rouge et le rayonnement calorifique de la couronne ont été recherchés pour la première fois par M. *Abbot* et par

M. *Deslandres,* en 1900. Les observations de cette nature n'ont pas encore donné de résultats bien concordants.

L'étude du spectre de la couronne ne peut être abordée que pendant les courts instants de la totalité des éclipses de Soleil. C'est pourquoi on a organisé, dans ces dernières années, un grand nombre de missions, dont le principal programme était la photographie de la couronne et l'étude de son spectre. Citons, parmi les principaux observateurs, *Janssen,* qui sortit en ballon de Paris assiégé pour aller observer une éclipse totale en Algérie, et se rendit dans le même but aux Indes, à la Caroline, etc.; *Lockyer*, qui observa aussi dans les Indes; M. *Deslandres,* au Sénégal en 1893, au Japon en 1896; M. *de la Baume-Pluvinel,* aux îles du Salut, à Sumatra, au Sénégal, en Égypte.

Les premières observations du spectre de la couronne ont été faites visuellement, et ce procédé peut être employé encore avantageusement dans certains cas, par exemple pour examiner la longueur ou la structure de la raie verte, qui n'est pas simple, mais formée de plusieurs lignes fines; on peut aussi étudier visuellement la forme de l'anneau coronal vert correspondant à la raie du coronium, et que l'on peut voir en plaçant un prisme à vision directe devant l'oculaire d'une lunette ou un prisme devant l'objectif. Pourtant, c'est surtout la photographie qui est employée actuellement. On peut, dans ce cas, se servir soit d'une chambre à prismes, soit d'un spectroscope à fente fine. Dans le premier cas, on obtient une série d'images de la couronne correspondant aux diverses radiations mono-

chromatiques des gaz qui la composent. Ces images, qui se détachent sur un fond continu, ont l'apparence d'anneaux, parce que les gaz sont distribués à peu près uniformément tout autour du Soleil (voy. fig. 18, p. 113). Ces anneaux s'enchevêtrent les uns dans les autres quand ils sont trop rapprochés; on les distingue par leur largeur et leur forme des anneaux ou des croissants que donne la chromosphère. Ce procédé a l'inconvénient de ne pas se prêter à une mesure exacte des longueurs d'onde. Si l'on emploie le spectroscope à fente, on a moins de lumière pour une clarté égale de la chambre photographique; mais on peut faire des mesures précises des positions des raies. On distinguera, par leur longueur, les raies de la chromosphère de celles de la couronne. Pourtant, même dans ce cas, les irrégularités du mouvement d'horlogerie qui maintient l'image de la couronne sur la fente, l'irradiation, la diffusion de la lumière dans l'instrument et la diffusion dans l'atmosphère terrestre font souvent confondre les radiations vraiment coronales et celles qui viennent de la chromosphère. Par exemple, *Young*, en 1870, a vu les raies brillantes de l'hydrogène au centre même de la Lune, et c'est en observant que ces raies étaient plus marquées à une égale distance du bord dans la couronne que sur la Lune, que l'on a présumé que les raies de l'hydrogène devaient faire partie du spectre coronal, et non pas seulement de celui de la chromosphère. Avec une fente normale au bord et traversant entièrement le disque, on obtient deux spectres correspondant à la lumière de deux parties de la couronne, et l'on peut ainsi comparer les distances auxquelles s'étend le coronium. On peut aussi mettre en contact

sur la fente du spectroscope, par un dispositif convenable, les deux parties opposées de la couronne et mesurer, comme nous l'avons vu (p. 175), par le déplacement des raies, la rotation de la couronne. La figure 30 représente le spectre visuel de la couronne que nous avons photographié en 1905. Les principales lignes appartenant à la couronne ou à la chromosphère sont, de gauche à droite : D_3, 530, F, G′, H, K. La figure 2

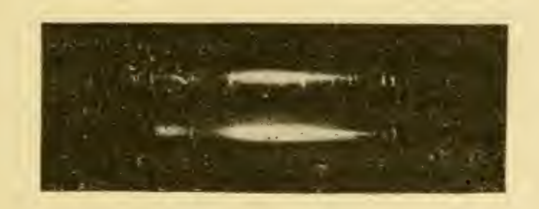


Fig. 30. — Spectre de la couronne.

de la planche représente la partie ultra-violette que nous avons photographiée à la même éclipse.

De l'ensemble des observations, il résulte que le spectre de la couronne est formé de trois spectres superposés. Le premier est continu et de beaucoup le plus brillant ; il est plus intense dans la partie rouge, relativement au spectre du disque. Le second, qui est dû à la diffusion de la lumière solaire par les particules de la couronne, est identique au spectre de Fraunhofer ; il est faible et visible seulement dans la partie extérieure de la couronne. Le troisième, qui dénote l'existence de gaz incandescents, est formé de lignes brillantes, qui se détachent assez faiblement sur le fond continu. Indépendamment de la raie du coronium, on

trouve un certain nombre de radiations, dont l'étude a été faite par *Lockyer*[1]; on observe les raies de l'hydrogène, de l'hélium, du calcium et de quelques éléments inconnus. Il est difficile de dire si ces radiations sont d'origine vraiment coronale ou si elles appartiennent à la chromosphère. Voici, d'après *Scheiner*[2], une liste de ces lignes et de leur intensité.

LIGNES CORONALES OU CHROMOSPHÉRIQUES

λ	I.	ÉLÉMENTS	λ	I.	ÉLÉMENTS
5875,9	»	Hél.	4340,1	7	H
5535,8	»	—	4231,2	1	—
5183,8	»	Mg	4101,2	6	H
5172,9	»	Mg	4078,1	3	Ca
5169,5	»	Fe	4026,5	4	Hél.
5167,5	»	Mg	4006,7	1	—
5117,7	»	—	3988,8	2	—
5018,9	»	Fe	3968,6	10	Ca
5015,7	»	Hél.	3933,9	10	Ca
4924,0	»	Fe	3889,2	4	H
4921,9	»	Hél.	3236,6	4	—
4861,5	»	H	3188,2	4	Hél.
4713,3	»	Hél.	3170,3	4	—
4865,9	8	—	3163,9	3	—
4471,8	5	Hél.			

En 1900, M. *de la Baume-Pluvinel* observa la radiation 3985, qui lui sembla seule d'origine vraiment coronale. Les raies 4231 et 4290 sont généralement considérées comme appartenant à la couronne. La raie

[1] *Proc. Royal Soc.*, LXVI, p. 189.
[2] *Pop. Astroph.*, p. 395.

ultra-violette 3447, photographiée par M. Deslandres en 1900, est aussi d'origine coronale.

A ces trois spectres se superpose celui de l'amosphère terrestre, qui est formé par la lumière solaire venant des points du ciel pour lesquels le Soleil n'est pas totalement éclipsé, et aussi le spectre de la lumière de la couronne et de la chromosphère diffusée dans l'atmosphère.

Le spectre de la couronne présente des variations qui sont en accord avec la période des taches solaires. La raie du coronium est presque invisible aux époques de minimum et limitée à l'équateur, tandis que, pendant les périodes de maximum, elle est forte et a la même longueur tout autour du Soleil. En 1878 et en 1900, elle était très faible, et beaucoup d'observateurs ne l'ont même pas aperçue. A l'éclipse de 1905, au contraire, elle a été observée facilement. Le spectre de Fraunhofer est plus marqué aux époques de maximum de taches. M. *de la Baume-Pluvinel* a fait remarquer que les trois premières observations de ce spectre, en 1871, 1882, 1893, correspondent précisément à des intervalles de onze années, c'est-à-dire qu'elles ont été faites au même moment de la période des taches solaires.

61. **Spectropolarisation de la couronne**. — La lumière de la couronne se compose, comme nous l'avons vu, de trois spectres superposés; on peut donc se demander si sa polarisation est due uniquement à la lumière réfléchie venant du Soleil, ou si elle n'est pas produite, en partie, par la polarisation de la lumière du spectre continu des particules ou du spectre de lignes.

Il n'est pas probable, *à priori*, que la lumière des gaz

de la couronne soit polarisée ; pourtant il pourrait se faire qu'une action magnétique ou électrique produisît cet effet particulier. *Wood*, en 1900, observa visuellement la couronne avec un spectroscope muni d'un polariscope de Savart ; les bandes de polarisation, très marquées sur le fond continu du spectre, étaient interrompues sur les lignes brillantes : la lumière du spectre de lignes ne paraissait donc pas polarisée. On peut aussi se servir d'un prisme de Wollaston, et comparer photographiquement les deux spectres obtenus, qui sont polarisés à angle droit, comme l'a fait M. *Newall*, en 1905, ou encore placer un nicol devant la fente et comparer le spectre ainsi obtenu à celui de la lumière naturelle, comme nous l'avons fait pour l'observation de la même éclipse.

Il serait plus intéressant de rechercher si la lumière du spectre continu n'est pas elle-même polarisée. Il est vrai qu'un phénomène semblable n'aurait jamais été observé à la surface de la Terre ; mais on est obligé d'envisager cette hypothèse, parce que la proportion de lumière polarisée de la couronne semble incompatible avec la faiblesse des raies de Fraunhofer de son spectre. La proportion de lumière polarisée peut s'élever, en effet, à 50 $^0/_0$ d'après certains observateurs, et la polarisation s'étend sur la couronne intérieure jusqu'au bord même de la Lune, comme nous l'avons montré, en 1905, par des photographies de bandes de Savart. Or, sur la couronne intérieure, les raies noires sont invisibles ; elles n'apparaissent, et encore très faiblement, que sur les parties extrêmes de la couronne extérieure, et elles sont dues d'ailleurs, en partie, à la lumière de l'atmosphère terrestre. La proportion de lumière réfléchie semble

donc très faible, et, comme la partie qui donne le spectre de lignes brillantes est très petite et ne paraît pas d'ailleurs polarisée, on est amené à supposer que la forte polarisation de la lumière coronale est due en partie à la polarisation du spectre continu. Si ce fait singulier était exact, on pourrait peut-être le mettre en évidence en examinant, au moyen d'un spectroscope et d'un polariscope, les raies noires de Fraunhofer sur lesquelles les bandes doivent être interrompues, si le spectre continu superposé au spectre de la lumière réfléchi n'est pas polarisé. On pourrait aussi chercher si le maximum de polarisation du spectre est déplacé vers le rouge ou vers le violet. En effet, les particules des flammes reflètent presque uniquement les rayons bleus et violets[1]; ce fait est une conséquence de la théorie de Rayleigh et a été vérifié expérimentalement par *Wood,* qui a examiné le spectre d'une source lumineuse intense réfléchie sur une flamme. Le maximum d'intensité du spectre réfléchi doit donc être déplacé vers le violet. Au contraire, le spectre de la couronne, et par suite le spectre continu des particules, a son maximum d'intensité déplacé vers le rouge; s'il est polarisé, le maximum de polarisation doit être déplacé vers le rouge.

On pourrait, en tout cas, vérifier si la contradiction entre la polarisation du spectre et l'absence des raies noires est bien réelle. Il suffirait de superposer à un spectre continu un spectre solaire complètement polarisé, de manière à ce que l'intensité soit analogue à celle de la couronne, et à rechercher expérimentalement

[1] C'est ce qui expliquerait que le rayonnement calorifique de la couronne, observé par Abbot, a été trouvé insensible.

pour quelle proportion de lumière polarisée les raies noires disparaissent. Il convient que le spectre solaire, dans ce cas, soit complètement polarisé, parce que, d'après les expériences de Wood sur la polarisation de la lumière diffusée par les particules d'une flamme, la lumière réfléchie de la couronne doit effectivement être presque totalement polarisée.

Théorie de Wiedemann, Schmidt et Wood. — On voit qu'il existe une série de contradictions entre la forte polarisation de la couronne, la nature sensiblement continue de son spectre et la position de son maximum d'intensité. Ces contradictions n'existent plus, si l'on adopte la théorie de la couronne solaire présentée d'abord par *Wiedemann et Schmidt* en 1896. D'après cette théorie, le spectre continu de la couronne serait, en réalité, un spectre de bandes et ne paraîtrait continu qu'en raison de la dispersion insuffisante que l'on emploie. Ce spectre de bandes serait produit par la fluorescence des vapeurs métalliques entourant le Soleil sous l'influence du rayonnement puissant de l'astre. Récemment *Wood* a repris cette théorie et lui a donné une confirmation, en montrant que la lumière fluorescente des vapeurs métalliques est polarisée, et précisément dans la même proportion que la lumière coronale. Cette théorie restera pourtant assez hypothétique tant que l'on n'aura pas résolu en bandes le fond du spectre coronal, qui jusqu'à présent paraît purement continu.

BIBLIOGRAPHIE DU CHAPITRE VIII

OUVRAGES GÉNÉRAUX

DESLANDRES. Notice de l'*Ann. du Bur. des Longitudes* pour 1907.

ROSCOË. *On spectral analysis*. London, 1885. MacMillan.

SCHEINER, SCHELLEN. Voir plus haut.

TODD (Mrs). *Total Eclipses of the Sun*. London, 1900. Sampson Low.

TACHES SOLAIRES

ADAMS et HALE. *A. J.*, XXVII, 1908, p. 45; XXIII, 1906, p. 11 et 400.

CORTIE. *The Observatory*, XXVII, 1904, p. 366. *M. N.*, LXIII, 1903, p. 468.

FOWLER. *Trans. of the I. U. f. Solar Research.*, I, p. 201.

HALE. *A. J.*, XXVIII, 1908, p. 100 et 315; XXIV, 1906, p. 185.

MITCHELL. *A. J.*, XXII, 1905, p. 4.

VOGEL. *Bothkamper Beobachtungen*, I et II.

YOUNG. *Franklin. Journal*, LVIII, p. 287; LIX, p. 123; LXVI, p. 64.

BORDS DU SOLEIL, SPECTRE ANOMAL, ETC.

BAUME-PLUVINEL (DE LA). *C. R.*, CXXXIII, 1901, p. 1180.

HALE. *Solar Research of the Yerkes Observatory*, 1901. *A. J.*, XVI, 1902, p. 211; XXV, 1907, p. 300.

JEWELL. *A. J.*, III, 1896, p. 89; XI, 1900, p. 234.

JULIUS. *Physikalische Zeitschrift*, IV. *A. J.*, XVIII, 1903, p. 50.

— *Revue générale des sciences*, XV, 1904, p. 480.

PROTUBÉRANCES, CHROMOSPHÈRE, COUCHE RENVERSANTE

DESLANDRES. *C. R.*, CXIII, 1891, p. 307; CXIV, 1892, p. 276 et 578; CXV, 1892, p. 222; CXX, 1895, p. 1112 et 1331; CXXXVIII, 1904, p. 1375; CXLI, 1905, p. 409.

DONITCH. *Bulletin de l'Académie impériale de Saint-Pétersbourg*, XXIII, 1905, p. 23.

EVERSHED. *Phil., Trans.*, CXCVII, 1901, p. 381.

HALE. *Publications of the Yerkes Observations*, III, part. I. *A. J.*, I, X, XXIII, etc. *Astron. and astrophys.*, XI, 1892, p. 618.

HUGGINS. *M. N.*, XXIX, 1868, p. 4.

JANSSEN. *C. R.*, LXVIII, 1868, p. 93, 112, 181, 245, 312, 367 et 713.

LOCKYER. *Proc. of the Royal Society*, XVII, 1868, p. 350; LVI, 1894, p. 7.

RAYET. *A. C. P.*, (4), XXIV, 1871, p. 1.

RICCO. *C. R.*, CXLIII, 1906, p. 441.

COURONNE SOLAIRE

BAUME-PLUVINEL (DE LA). *C. R.*, CXXXII, 1901, p. 1259.

DESLANDRES. *C. R.*, CXX, 1895, p. 707; CXLI, 1905, p. 517.

DONITCH. *Bulletin de l'Académie impériale de Saint-Pétersbourg*, XIII, 1900, nº 5. *B. A.*, XXI, 1904, p. 5.

JANSSEN. *A. C. P.*, (4), XXVII, 1871, p. 474.

MILLOCHAU, STÉFANICK. *Annales de l'Observatoire de Meudon*, III, 1er fasc. *C. R.*, CXLI, 1905, p. 585, 586, 815.

SALET (P.). *Annales du Bureau des Longitudes. C. R.*, CXLI, 1905, p. 528, 994.

TENNANT. *Mem. of the Roy. astr. Society*, XXXVII.

WIEDEMANN et SCHMIDT. *A. J.*, III. 1896, p. 207.

WOOD. *A. J.*, XIII, 1901, p. 68; XXVIII, 1908, p. 75.

CHAPITRE IX

SPECTRES DES PLANÈTES, DES SATELLITES, DE LA LUMIÈRE ZODIACALE

Les planètes et leurs satellites ne brillent pas d'une lumière propre, mais nous réfléchissent simplement la lumière du Soleil ; aussi l'étude de leur spectre ne peut-elle pas nous renseigner, comme pour les étoiles et les comètes, sur la nature chimique des corps qui les composent. Cependant l'analyse spectrale peut nous apprendre si les planètes ont ou non une atmosphère et, jusqu'à un certain point, quelle est la nature et l'épaisseur de cette atmosphère.

La lumière solaire, en arrivant dans l'atmosphère d'une planète, se divise en trois parties : la première est réfléchie ou diffusée par les nuages ou par les particules en suspension dans l'atmosphère, la seconde partie est absorbée, et la troisième atteint la surface de l'astre, où elle se réfléchit pour revenir vers l'observateur en subissant de nouveau une absorption et une diffusion. Suivant la nature de l'atmosphère, les proportions relatives de ces trois parties seront différentes. Si l'atmosphère n'est pas dense, la plus grande partie

de la lumière atteindra la surface qui sera, par suite, visible; si l'atmosphère est épaisse, la quantité de lumière absorbée sera considérable; enfin, si la planète est entourée de nuages, la plus grande partie de la lumière sera réfléchie vers l'observateur sans avoir atteint la surface, dont on ne verra pas les détails. La valeur de l'albédo, l'étude de la polarisation et l'aspect de la planète nous donneront quelques renseignements sur les différents cas qui peuvent se présenter. Dans tous les cas, les rayons qui nous viennent des planètes ont traversé leur atmosphère sur une plus ou moins grande distance, suivant qu'ils ont été réfléchis par des nuages plus ou moins hauts ou par la surface même. Leur spectre doit donc présenter certaines modifications caractéristiques dues à l'absorption et qui se traduisent, comme pour la lumière que nous observons au travers de l'atmosphère terrestre : 1° par des raies ou des bandes analogues aux raies telluriques; 2° par une absorption générale changeant l'intensité relative des diverses parties du spectre; 3° par le raccourcissement du spectre dans l'ultra-violet analogue à celui du spectre solaire étudié par Cornu.

De plus, la réflexion sur la surface même de la planète doit amener certains changements dans l'intensité relative des différentes parties du spectre, changements qui produisent la couleur des objets éclairés par de la lumière blanche. Ces dernières variations, encore très mal étudiées, pourront peut-être, par la suite, nous donner quelques indications sur la nature physique des surfaces planétaires.

Tous ces phénomènes pourront masquer plus ou moins l'existence des lignes de Fraunhofer; pourtant

il est évident que toute raie du spectre solaire doit se retrouver dans la lumière réfléchie et, par suite, doit exister dans le spectre des planètes. Mais, en raison de la faible intensité de ces spectres, on n'y aperçoit jamais que les principales raies de Fraunhofer.

Si la planète était lumineuse par elle-même, un spectre continu se superposerait à celui de la lumière réfléchie venant du Soleil, et il en résulterait simplement une augmentation d'intensité du fond de ce spectre. On comprend qu'il est bien difficile, dans ce cas, de distinguer la lumière propre de celle qui vient du Soleil.

62. **Spectre de la Lune.** — Les observations de *Fraunhofer* en 1823, de *Brewster* et *Gladstone* en 1860, de *Huggins* et *Miller*, de *Janssen*, etc., s'accordent à prouver que le spectre de la Lune est identique, à l'intensité près, au spectre solaire. Ces observateurs n'y ont jamais remarqué aucune modification dans la position ou dans l'intensité des raies de Fraunhofer. *Scheiner* compara photographiquement le spectre de la Lune et celui du Soleil, obtenus avec le même instrument. Il étudia 300 raies entre F et H et ne vit pas la plus petite différence entre les deux spectres. On en conclut que la Lune n'a pas d'atmosphère sensible, ce que l'on pensait d'ailleurs déjà, parce qu'au moment d'une occultation, l'étoile disparaît derrière le disque sans paraître jamais déplacée par la réfraction.

Un autre moyen d'observation a été employé par Huggins en 1865. Il observa le spectre d'une étoile au moment où elle allait disparaître derrière le disque de la Lune. S'il y avait une atmosphère sensible autour

de la Lune, l'observateur verrait encore l'étoile pendant un certain temps après l'instant géométrique du contact, et, comme les différents rayons du spectre sont inégalement déviés par la réfraction, ce temps de visibilité serait plus long pour les rayons violets que pour les rayons rouges. On devrait donc voir ces derniers disparaître d'abord, c'est-à-dire le spectre s'éteindre en commençant par le rouge. Rien de semblable ne fut observé, et toutes les parties du spectre disparurent en même temps.

On a cherché aussi à mettre en évidence des lignes d'absorption d'origine lunaire en examinant, pendant la phase partielle d'une éclipse de Soleil, les rayons qui rasent le bord de la Lune. On est alors dans les meilleures conditions pour découvrir ces lignes d'absorption. En effet, la lumière est intense, elle traverse la plus grande épaisseur possible de l'atmosphère lunaire supposée; enfin, on a en regard, comme terme de comparaison, le spectre normal du Soleil. Cette méthode, indiquée par *Janssen*, a été appliquée notamment par M. *de la Baume-Pluvinel* en 1901. Aucun résultat n'a été obtenu non plus par ce procédé.

Au moment d'une éclipse totale de Lune, le disque présente souvent une teinte rouge très prononcée. Ce fait provient de la réfraction des rayons solaires qui traversent les couches les plus basses de l'atmosphère terrestre et sont, par suite, colorés comme les rayons du soleil couchant. On doit donc s'attendre à trouver les lignes telluriques de l'atmosphère dans la faible lumière qui vient des parties éclipsées de la Lune, et ces lignes, notamment la raie δ, ont été effectivement observées.

63. **Spectres des planètes.** — L'intensité des spectres des planètes est faible, même pour les plus brillantes d'entre elles. Cela tient à ce que la lumière n'est pas concentrée en un point comme pour les étoiles. Nous avons vu (p. 78) que, dans le cas des astres ayant un diamètre apparent, les dimensions de la lunette et du collimateur ne permettent pas d'augmenter l'éclat du spectre, et que l'on ne peut y arriver qu'en raccourcissant la chambre photographique et en diminuant la dispersion. L'usage d'une lunette de grande dimension, s'il n'augmente pas l'éclat du spectre par unité de surface, donne pourtant à ce spectre une largeur suffisante pour que l'on puisse y distinguer les raies et, par suite, évite l'emploi d'un agrandissement ou d'une lentille cylindrique; aussi a-t-on toujours intérêt à faire ces observations avec un grand instrument. De plus, il convient de se placer à une altitude élevée pour éliminer autant que possible les raies d'absorption données par l'atmosphère terrestre.

Janssen, Huggins, Secchi, Le Sueur, ont été les premiers à étudier les spectres planétaires et ont observé l'existence des raies d'absorption; mais le travail le plus considérable sur cette question a été fait, en 1874, par *Vogel.* De nos jours, l'application de la photographie et l'usage des grands instruments américains ont permis de reprendre cette étude avec plus de précision, et de montrer l'insuffisance des observations visuelles. En effet, les premiers observateurs, sans doute en raison de l'intérêt philosophique qu'il y avait à démontrer que les atmosphères des planètes sont semblables à celles de la Terre, avaient surtout cherché les renfor-

cements des raies telluriques et avaient annoncé la présence de la vapeur d'eau dans l'atmosphère de presque toutes les planètes. Il semble prouvé aujourd'hui que cette assertion était au moins prématurée. Les observateurs suivants ont trouvé que les raies considérées n'étaient pas renforcées dans les spectres planétaires. Tout dernièrement on a trouvé des bandes de la vapeur d'eau renforcées, mais ce sont seulement celles qui sont situées entre A et B. Le fait que les autres bandes ne sont pas renforcées nous paraît rendre encore douteuse la conclusion qu'on en a tirée, relativement à la présence de la vapeur d'eau; si la vapeur d'eau existe dans les atmosphères planétaires, toutes ses raies doivent être renforcées.

64. **Spectre de Mercure.** — L'étude du spectre de Mercure est extrêmement difficile, parce que la planète est toujours voisine de l'horizon ou plongée dans le rayonnement du Soleil; son intensité est faible, et l'on n'a pu y distinguer que douze raies du spectre de Fraunhofer dont voici les longueurs d'onde en millionième de millimètre :

656,7 (C)		526,8 (E)
649,6	ligne faible tellurique	518,4 (b_1)
627,6 (α)	ligne faible	517,1 (b_2, $b_3 - b_4$)
589,4 (D)		495,6
560,1		486,3 (F)
544,6		431,1 (G)

On conçoit que, dans ces conditions, les résultats que l'on a tirés de l'analyse spectrale soient très douteux. *Vogel* compara la lumière de Mercure à celle d'une étoile placée à la même hauteur au-dessus de l'horizon et observa que les lignes telluriques du spectre

solaire paraissaient plus fortes dans le spectre de la planète que dans celui de l'étoile. Il en conclut que Mercure possède une atmosphère ne différant pas sensiblement de la nôtre. On a aussi remarqué que les parties violettes et ultra-violettes du spectre sont faibles comparées à la partie rouge, ce qui semble indiquer une absorption analogue à celle que subit la lumière solaire dans notre atmosphère.

Pourtant on sait maintenant que Mercure a un albédo très faible (0,17), précisément égal à celui de la Lune, ce qui tend à faire ranger Mercure dans la catégorie des planètes sans atmosphère. On voit qu'il y a là une contradiction qui ne pourra être levée qu'en observant le spectre de Mercure avec des instruments puissants et à de grandes altitudes pour éliminer les raies telluriques.

65. **Spectre de Vénus.** — Le spectre de Vénus est le plus brillant de tous les spectres planétaires, ce qui tient à l'albédo très élevé (0,92) de la planète; aussi a-t-on pu identifier un grand nombre de ses raies avec celles de Fraunhofer. *Secchi*, *Vogel*, ont vérifié visuellement l'identité des raies. *Huggins* a étudié la partie ultra-violette par la photographie. *Scheiner* a examiné, comme pour la Lune, 300 raies entre F et H et a montré qu'elles étaient identiques aux raies du spectre solaire, tant comme position que comme intensité. La figure 31 montre, d'après un cliché fait à Meudon par M. Bosler, la disposition du spectre et des spectres de comparaison pour la mesure de la position et de l'inclinaison des raies (voy. p. 178).

Il n'y a donc pas, dans le spectre de Vénus, de lignes d'absorption différentes des raies telluriques;

mais celles-ci, observées d'abord par Secchi, semblent plus fortement marquées que dans le spectre de Mercure. Les lignes telluriques observées par Vogel sont la raie δ et les raies suivantes :

687,9 (B)	623,1	526,6 et 526,3
627,6 (α)	594,6	525,5 et 525,1
623,7	592,6	521,7 et 519,7

Vénus aurait donc une atmosphère de même nature que celle de la Terre.

Mais comment se fait-il que les lignes d'absorption

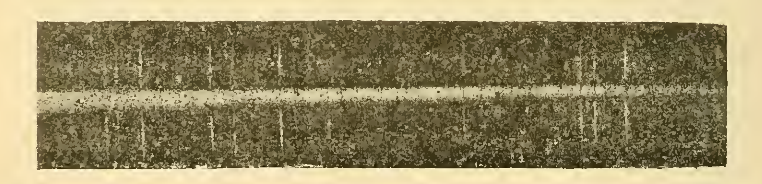


Fig. 31.

soient si peu marquées que certains observateurs, Huggins notamment, ne les aient pas aperçues? Cela pourrait tenir au peu d'épaisseur de l'atmosphère de Vénus; mais une autre explication plus plausible peut en être donnée. Vénus serait entourée non d'une atmosphère transparente, mais de nuages. La valeur de son albédo, d'une part; l'impossibilité où l'on est, d'autre part, de déterminer la rotation de cet astre par des mesures de position de taches, confirmeraient ces conclusions. Les nuages se trouveraient dans la partie

haute de l'atmosphère, de telle sorte que les rayons qu'ils réfléchissent ne traverseraient qu'une faible épaisseur de gaz. Vogel a observé que la partie la plus réfrangible du spectre de Vénus était brillante et ne semblait pas diminuée sensiblement d'intensité par l'absorption de l'atmosphère de l'astre. Ce fait s'expliquerait aussi en admettant que la réflexion se fait sur une couche de nuages élevés.

L'étude de la polarisation semble confirmer que l'atmosphère de Vénus est formée de nuages. En effet, *Landerer*[1] a observé que la lumière de Vénus n'est pas polarisée, contrairement à celle de la Lune, et l'on sait que la lumière réfléchie sur des nuages n'est pas polarisée. Mais nous avons fait remarquer que, pour la Lune, la polarisation est très forte sur les mers, mais presque insensible sur les autres régions de l'astre. Il peut donc se faire que l'absence de polarisation de la lumière de Vénus soit due simplement à la nature de sa surface. Ce fait expliquerait aussi que la lumière de *Mercure*, d'après nos observations[2], ne semble pas non plus sensiblement polarisée, bien que cette planète, comme nous l'avons dit, ait un albédo très faible, ce qui semble indiquer l'absence d'une atmosphère nuageuse.

66. **Spectre de Mars**. — L'étude du spectre de Mars est des plus intéressantes ; car, jointe à celle de son albédo, elle peut nous donner une idée des conditions physiques qui règnent à sa surface et, par suite, nous permettre de juger si la vie peut se développer

[1] *C. R.*, CXIV, 1892, p. 1524.
[2] *C. R.*, CXLIII, 1906, p. 1125.

sur cette planète, comme son aspect physique paraît le faire présumer.

Huggins observa, en 1867, l'existence de raies telluriques dans le spectre de Mars. *Janssen*, en 1868, observa le même fait du haut de l'Etna et en conclut l'existence de la vapeur d'eau à la surface de Mars. Avant eux, *Rutherfurd* et *Secchi* avaient aussi étudié ce spectre, mais en y notant seulement les raies de Fraunhofer. *Vogel* mesura la position des raies telluriques et les identifia avec celles du spectre solaire. Ces raies sont les suivantes :

687,8 (B)	628,0 (α)	580,0 } δ
655,6 près de C	594,9 } près de D	570,0 } δ
648,8 »	592,1 } près de D	

Huggins chercha à observer des différences entre le spectre des diverses parties du disque; mais il ne vit qu'une diminution générale de l'intensité du spectre sur les taches sombres et en conclut que la couleur de ces taches était la teinte neutre. *Maunder*, au contraire, nota, pour certaines parties plus foncées, une diminution de l'éclat des parties jaunes et rouges, ce qui ne doit pas surprendre, puisque les parties claires de Mars ont une couleur jaune ou rougeâtre assez marquée. Il trouva aussi que le spectre des neiges polaires est plus brillant dans le jaune et dans le vert.

Campbell, observant à la grande lunette de l'observatoire Lick, ne trouva aucune trace de bandes d'absorption produites par l'atmosphère martienne. Vogel maintint l'exactitude de ses premières observations, qui furent aussi confirmées par *Wilsing* et par *Scheiner*. Ce dernier observateur avança que la contradiction

entre ces diverses observations devait s'expliquer par le fait que le renforcement des raies telluriques est plus facile à voir avec un spectroscope de faible dispersion. Avec un instrument puissant, les bandes se résolvent en lignes simples très fines, qui paraissent seulement plus noires que dans le spectre de la Lune ou d'une étoile observée à la même hauteur ; cette différence d'intensité est plus difficile à saisir que l'assombrissement général de la bande observé avec un spectroscope plus faible.

Les dernières observations de l'observatoire Lowell montrent que la raie *a* est plus intense dans le spectre de Mars que dans celui de la Lune. *Véry* a même calculé, d'après cette différence d'intensité, le rapport probable entre les proportions de vapeur d'eau contenue dans l'atmosphère de Mars et dans celle de la Terre. Mais, comme nous l'avons dit, ces observations sont encore en contradiction avec le fait que les autres bandes de la vapeur d'eau ne semblent pas présenter de renforcement sensible.

Le spectre de Mars, comme celui de Vénus et de Mercure, est donc presque identique au spectre solaire et n'en diffère que par le renforcement de quelques lignes d'absorption qui sont précisément celles de l'atmosphère terrestre. Ces trois planètes, jointes à la Terre, forment donc une famille, et ont à peu de chose près les mêmes caractères généraux.

67. **Spectres des petites planètes**. — Les spectres des petites planètes sont naturellement trop faibles pour donner des renseignements sur leur nature. Ces astres échappent d'ailleurs aux recherches sur la polarisation à cause de leur petitesse et de l'absence de

phase des planètes supérieures ; ils échappent aussi aux déterminations de l'albédo, parce que leurs diamètres sont du même ordre que les erreurs introduites dans leur mesure par la diffraction. *Vogel* trouva pourtant, dans le spectre de Vesta, les lignes F, *b*, et peut-être la ligne δ, ce qui indiquerait la présence d'une atmosphère. Flora, au contraire, ne montra qu'un spectre continu.

68. **Spectre de Jupiter et de ses satellites.** — Le spectre de Jupiter est très différent de ceux des

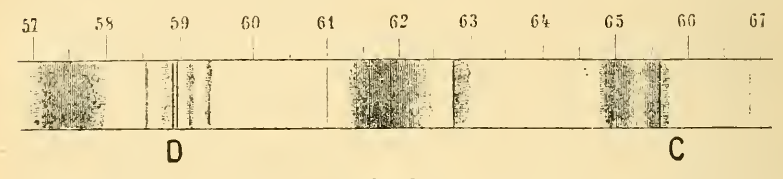


Fig. 32.

planètes inférieures et de Mars, car il présente des bandes d'absorption qui ne correspondent pas aux gaz ou aux vapeurs de notre atmosphère. Ces bandes sont situées dans les parties les moins réfrangibles du spectre ; dans le bleu, le violet et l'ultra-violet, le spectre de Jupiter ne se distingue pas du spectre solaire. On observa d'abord des raies correspondant aux raies telluriques, puis *Huggins* trouva une raie nouvelle située dans le rouge. *Vogel* mesura sa position ($\lambda = 618$) et montra qu'elle ne pouvait se rapporter à aucune raie tellurique.

Ainsi il y aurait, à la surface de Jupiter, des gaz et des vapeurs semblables à ceux de l'atmosphère de la Terre et, en plus, quelques gaz n'existant pas dans l'atmosphère terrestre et spéciaux à Jupiter ; à moins

que la raie 618 ne corresponde aux éléments de l'air mélangés dans d'autres proportions et soumis à d'autres circonstances de température et de pression. Voici les principales raies observées par Vogel (fig. 32) :

656,0	bande large et noire	580,0	(δ)
649,6	bande large et noire	570,0	bande faible
628,0	(α) faible	524,9	bande faible
617,9	forte	507,0	bande faible
594,6	bande faible	500,0	
592,1			

M. *Millochau*, par des renforcements successifs d'un cliché photographique, a observé les nouvelles raies suivantes : 607, 600, 578, 515.

Il trouva que les bandes telluriques de la vapeur d'eau et le groupe α étaient renforcés, ce qui confirme les premières observations.

Slipher a repris, en 1904, l'observation des spectres de planètes au moyen de la grande lunette de 60 centimètres d'ouverture de l'observatoire Lowell, à Flagstaff. Il donna la liste suivante des raies d'absorption du spectre de Jupiter :

649,5 (bord le moins réfr.),	578,3 (compos. la moins réfr.),
646,5 (milieu),	576,9 (milieu),
643,7 (bord le plus réfr.),	575,5 (compos. la plus réfr.),
619,2 (très forte),	542,7,
602,3 (très faible),	540,6.

Slipher, contrairement aux observations précédentes, trouva que les bandes de la vapeur d'eau ne sont pas renforcées dans le spectre de Jupiter. Une seule plaque lui a montré ces bandes nettement visibles, et précisément ce jour-là l'air était très chargé d'humi-

dité. Ces divergences peuvent s'expliquer par la situation bien meilleure qu'occupe l'observatoire Lowell.

D'après les dernières observations de Slipher (1908), il est possible que la vapeur d'eau soit représentée dans le spectre de Jupiter, mais par les bandes situées entre A et B. Les nouvelles bandes données par Slipher et qui semblent se rapporter à la vapeur d'eau sont les suivantes :

730-724, 722-717, 706-700, 695,5.

Le spectre de la bande équatoriale, que l'on peut facilement comparer au spectre du disque en mettant la fente parallèle à l'axe de rotation de la planète, présente dans le bleu et dans le violet une absorption marquée et croissant vers l'extrémité du spectre. Il n'y a pas de nouvelles lignes d'absorption, mais celles que l'on voit sur le disque sont plus noires et plus fortes. M. Millochau a observé également que toutes les bandes d'absorption sont plus marquées sur la bande équatoriale. On en conclut que l'absorption produite par l'atmosphère de l'astre est plus forte sur les bandes et que, par suite, les parties les plus foncées du disque sont les régions inférieures que l'on aperçoit au travers d'une couche plus épaisse de gaz. Ce fait viendrait à l'appui de l'opinion généralement admise et qui veut que les parties brillantes soient formées par des nuages. L'absorption des rayons violets par une couche épaisse expliquerait aussi la teinte rouge des parties foncées du disque.

On a donné de cette coloration rougeâtre une autre explication : Jupiter serait par lui-même faiblement

lumineux, et sa lumière serait surtout formée de rayons rouges, la température de la planète n'étant pas assez élevée pour qu'elle émette des rayons violets. On a vu une confirmation de cette théorie dans le fait que, sur une photographie obtenue par *Draper* et montrant juxtaposés le spectre de la bande équatoriale et celui du disque, la partie la moins réfrangible du premier spectre paraît plus intense que celle du spectre voisin. Cette augmentation d'intensité serait due à la lumière propre de la planète.

L'aspect de la surface de Jupiter présente avec le temps des changements marqués; les bandes foncées ainsi que les parties brillantes varient de forme, de nombre et de position, et ces variations semblent suivre certaines périodes déterminées. *Ranyard* a observé la coïncidence de plusieurs maxima de taches brillantes avec ceux de la période des taches solaires. Or Vogel a montré que le spectre de la planète présentait des variations ayant la même période que celles des bandes de la planète.

Le spectre des satellites de Jupiter a aussi été étudié, et Vogel crut y apercevoir la même raie 618 que dans le spectre de la planète. Mais, plus récemment, Slipher est arrivé à obtenir une photographie du spectre du troisième satellite avec une fente fine. Ce spectre, comparé à celui de la planète, montre que la ligne 618 n'est pas visible sur le satellite, ce qui prouve que ces petits astres n'ont pas d'atmosphère, ou du moins qu'elle est beaucoup moins épaisse que celle de la planète.

69. **Spectre de Saturne et de ses anneaux**. — Le spectre de Saturne est tout à fait analogue à

celui de Jupiter. *Secchi, Huggins, Vogel* y ont trouvé la même raie caractéristique 618 et un renforcement des lignes telluriques de la vapeur d'eau; ces dernières ont été aussi observées par *Janssen*, en même temps que celles de Mars, dans ses observations faites au sommet de l'Etna. D'après les premières observations de *Slipher*, au contraire, le spectre de Saturne ne contiendrait pas les lignes de la vapeur d'eau ni même aucune ligne ressemblant à celles de l'atmosphère terrestre. Pour arriver à cette conclusion, Slipher comparait le spectre de Saturne à celui de la Lune observé à la même hauteur au-dessus de l'horizon. Voici les longueurs d'onde des bandes qu'il a observées.

656,3 (C)	577.0 très faible
645,0 faible, mal définie	559.2 bande solaire renforcée?
619.3 très forte, large	543,0 forte
614,5 étroite	

D'après de nouvelles observations de Slipher (1908), les bandes de la vapeur d'eau situées entre A et B sont encore plus marquées que dans Jupiter et indiquent la présence de la vapeur d'eau. Ce sont les mêmes bandes que pour Jupiter.

Le spectre de Saturne présente une forte absorption dans le bleu et dans le violet, et, comme cela a lieu pour Jupiter, cette absorption est particulièrement forte sur la bande équatoriale.

En résumé, le spectre de Saturne est semblable à celui de Jupiter; pourtant il faut noter que les bandes 543 et 619 sont plus fortes dans Saturne que dans Jupiter, tandis que la bande 646 est au contraire plus

marquée dans la seconde planète que dans la première.

On ne trouve dans le spectre des anneaux aucune des raies produites par l'atmosphère de la planète. Ce fait a été prouvé par les observations visuelles de *Keeler* et par les photographies de *Hale*, de *Ellermann* et de *Slipher*. Les anneaux ne semblent donc pas entourés par une atmosphère. La figure 3 de la planche représente, d'après un cliché dû à M. Bosler, le spectre de Saturne bordé par celui de ses anneaux.

70. **Spectre d'Uranus**. — Les planètes Uranus et Neptune ont des spectres qui diffèrent notablement de ceux de Jupiter et de Saturne, et encore plus de ceux de Mars, Vénus et Mercure. Le spectre d'Uranus est caractérisé par une série de bandes sombres, parmi lesquelles se trouvent les cinq bandes de Jupiter, et il est remarquable que ces bandes soient visibles malgré la faible intensité du spectre, qui permet à peine d'y reconnaître les plus fortes lignes de Fraunhofer. Ce fait montre l'importance de l'absorption produite par l'atmosphère d'Uranus. Les bandes sombres ont été vues d'abord par *Secchi*, puis mesurées par *Huggins* et par *Vogel*; enfin, plus récemment, *Keeler* les a observées avec la grande lunette de l'observatoire Lick. Ces observations visuelles montrent qu'il n'y a pas de bandes d'absorption dans la partie violette où l'on ne voit que les plus fortes raies de Fraunhofer. Les bandes sombres laissent entre elles des parties claires, dont certaines sont assez étroites pour que Lockyer ait cru y voir des lignes brillantes. Une des bandes situées vers 485 coïncide avec la position de la raie F; mais, en raison de sa largeur, on ne vit là d'abord qu'une

coïncidence fortuite. Voici, d'après Keeler, la description des bandes et des parties brillantes, dont nous donnons aussi le dessin (fig. 33) :

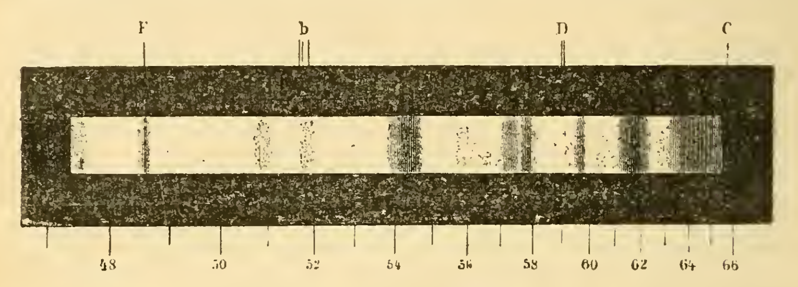


Fig. 33. — Spectre visuel d'Uranus.

638,0	(partie brillante)	534,0	(partie brillante)
618,2	très forte	552,0	(partie brillante)
608,5	(partie brillante)	542,5	bande noire très forte, large
596,1	bande noire étroite	518,0	très faible (groupe *b*?)
586,8	(partie brillante)	509,0	très faible
576,8	bande noire floue	485,0	forte

Slipher a obtenu des photographies du spectre d'Uranus en faisant sur la même plaque des poses successives pendant plusieurs nuits ; le temps total de ces poses atteignait quatorze heures. Les longueurs d'onde des bandes observées sont les suivantes :

578,3	575,5	540,4
576,9	542,7	510,1 (faible)

En 1908, il ajouta les raies ou bandes suivantes :

739		665,5	587,5	He?	556	
710-697	H^2O?	664,5	581,5		544	
690	O				536,5	
683,5		649	574		534	
668	He?	595,5	566		502	He?

Les raies 543 et 577 sont les mêmes que celles du

spectre de Saturne, mais beaucoup plus fortes. D'après Slipher, le renforcement de la raie F prouve que l'hydrogène existe à l'état libre dans l'atmosphère d'Uranus, qui renfermerait aussi de l'hélium, représenté par les raies D_3 et 668.

71. **Spectre de Neptune.** — Le spectre de Neptune, observé visuellement, est tout à fait semblable à celui d'Uranus, autant du moins qu'on en peut juger malgré sa très faible intensité, qui ne permet pas d'y distinguer les lignes de Fraunhofer. On y voit un certain nombre de bandes qui ont été découvertes par *Secchi* et mesurées approximativement par *Vogel*. Ces bandes semblent identiques à celles d'Uranus.

Slipher est arrivé, en 1904, à obtenir des photographies du spectre de Neptune. En raison du faible éclat de la planète, qui ne dépasse pas la huitième grandeur, des poses atteignant jusqu'à 21 heures ont été nécessaires. Slipher prenait comme terme de comparaison celui de l'étoile β Gémeaux (qui ressemble beaucoup au spectre solaire), photographié à la même hauteur au-dessus de l'horizon. Il observa les bandes suivantes :

578,0	composante la moins réfrang.	540,8	}
577,1	composante la plus réfrang.	539,6	}
543,2		522,5	large et faible
542,5		510,4	forte
		486,1	étroite et accentuée

En 1908, il ajouta les bandes suivantes :

710-700	H^2O	618	587,5	He?	533,5
690-680		608	581,5		531
676-662	He?	598	567		481,5
649,5		596	556		466
642,5		594,5	536		459

Le spectre de Neptune présente donc des bandes renforcées qui n'existent dans aucune autre planète; certaines de ces bandes s'accordent avec la position de celles de la vapeur d'eau, dont la présence n'est donc pas impossible. La largeur et l'intensité de la ligne F semblent indiquer qu'il existe une grande quantité d'hydrogène libre dans l'atmosphère de la planète, qui renfermerait aussi de l'hélium. Toutes les bandes d'absorption sont beaucoup plus intenses dans Neptune que dans Uranus, ce qui prouve que l'atmosphère de la première planète est plus étendue que celle de la seconde.

72. **Spectre de la lumière zodiacale.** — La lumière zodiacale semble due à des particules ou à des météorites sur lesquelles se réfléchit la lumière solaire; son spectre est continu parce que sa faiblesse empêche de distinguer les raies de Fraunhofer. Ce fait fut découvert par *Liais*, en 1872; mais on crut ensuite, pendant un certain temps, que le spectre de la lumière zodiacale contenait aussi une raie brillante verte, celle de l'aurore boréale. Cette erreur venait de ce que plusieurs observateurs, notamment *Respighi*, avaient aperçu cette raie sur la lumière zodiacale; mais *Vogel* a reconnu que, lorsqu'on voit ainsi la raie de l'aurore boréale, elle est visible en même temps sur tous les points du ciel. (On voit ainsi fréquemment la raie verte, sans qu'il y ait effectivement d'aurore boréale; cela tient à ce que la lumière monochromatique de cette raie se détache facilement dans le spectroscope sur le fond affaibli du spectre continu.) *Piazzi-Smith* et *Tacchini* trouvèrent toujours un spectre purement continu. *Wright*, en 1874, confirma ces observations

et étudia la courbe d'intensité de ce spectre. Il trouva que, pour une même intensité, le spectre de la lumière zodiacale s'étend un peu moins loin dans le bleu que celui de la lumière diffuse du Ciel. Avec une fente étroite, il parvint à distinguer dans la lumière zodiacale la raie δ.

Le maximum d'intensité du spectre de la lumière zodiacale semble placé à la longueur d'onde 545, et non dans le jaune. On peut expliquer cette apparence par l'effet du phénomène de *Purkinje*. Ce phénomène, d'ordre physiologique, fait paraître dans un spectre les parties réfrangibles plus brillantes quand l'intensité de la source est très faible.

BIBLIOGRAPHIE DU CHAPITRE IX

SPECTRE DES PLANÈTES

CAMPBELL. *Astron. and Astroph.*, XIII, 1894, p. 752.

DRAPER. Jupiter's spectrum : *M. N.*, XL, 1879, p. 433; *Amer. Journ.*, (3), XX, 1880, p. 118. Vénus : *Amer. Journal,* (3), XIII, 1877, p. 95. *J. P.*, VII, 1878, p. 33.

HUGGINS. Mars : *M. N.*, XXVII, 1867, p. 178. Uranus : *Proc. Royal Society*, XIX, p. 488. *C. R.*, CVIII, 1889, p. 1228.

JANSSEN. Sur l'atmosphère lunaire : *C. R.*, LVI, 1863, p. 962.

KEELER. Saturne and Uranus : *A. N.*, CXXII, 1889, p. 401, *A.-J.*, IV, V.

MAUNDER. Of the spectrum of the eclipsed Moon : *M. N.*, XXXVII, 1877, p. 469. Mars : *M. N.*, XXXVIII, 1877, p. 34.

MILLOCHAU. Jupiter : *C. R.*, CXXXVIII, 1904, p. 1477.

SECCHI. *C. R.*, LIX, 1864, p. 182 et 309 : LX, 1865, p. 1167; LXVIII, 1869, p. 761; LXIX, 1869, p. 1050.

SLIPHER. *Bulletin of the Lowell Observatory*, XXVII, XXXVI, *C. R.*, CXLVI, 1908, p. 575; CXLVII, 1908, p. 516.

VOGEL. *Ann. de Poggendorff*, CLVIII, 1876, p. 461. *J. P.*, V, 1876, p. 356. *Spektra der Planeten*. Leipzig, 1874. Engelmann. *A. J.*, I, 1895, p. 196 et 273.

SPECTRE DE LA LUMIÈRE ZODIACALE

LIAIS. *C. R.*, LXXIV, 1872, p. 262.

PIAZZI-SMITH. *M. N.*, XXXII, 1872, p. 277.

RESPIGHI. *C. R.*, LXXIV, 1872, p. 514.

VOGEL. *A. N.*, LXXIX, 1872, p. 327.

WRIGHT. *Amer. Journal*, (3), VIII, 1874, p. 39. *J. P.*, IV, 1875, p. 348.

CHAPITRE X

LES COMÈTES

Le spectre des comètes est dû, en grande partie du moins, à de la lumière propre; aussi son étude est-elle de la plus grande importance pour l'explication de la nature de ces astres, car l'analyse spectrale peut nous renseigner à la fois sur la nature des éléments chimiques, sur leurs conditions physiques et sur le mode de production de leur incandescence. De plus, l'application du principe de Doppler-Fizeau au mouvement des gaz qui forment les queues cométaires et la nature même de ces gaz permet peut-être de vérifier les explications que l'on a données de ce phénomène. D'après *Bredichin,* les particules qui forment la queue seraient soumises à deux forces, l'une répulsive et proportionnelle à leur surface, l'autre attractive et proportionnelle à leur masse; le rapport de ces deux forces varierait donc avec le poids atomique de la substance qui forme la queue, et l'on aurait pour chaque substance une queue de longueur et de courbure différentes. C'est précisément ce qui a lieu : les queues cométaires peuvent se diviser en trois classes, pour lesquelles le

rapport des forces répulsive et attractive serait 11, 1,3 et 0,2. Or ces nombres sont inversement proportionnels aux poids atomiques de l'hydrogène, des hydrocarbures et de la vapeur de fer. On pourrait donc considérer comme une preuve de l'exactitude de cette théorie la découverte, dans les différents types de queues, des gaz et vapeurs correspondants.

73. **Principales comètes obervées de 1864 à 1908.** — Le premier spectre de comète a été observé en 1864 par *Donati*. Il le trouva formé de trois lignes brillantes jaune, verte et bleue se détachant sur un faible fond continu. Plus tard, on reconnut la coïncidence de ces raies, qui sont en réalité des bandes dégradées vers le violet, avec celles des vapeurs d'hydrocarbures illuminées électriquement.

En 1866, Secchi et Huggins observèrent la comète de Tempel. Huggins trouva que le spectre du noyau était formé par une ligne brillante unique et que le spectre de la chevelure était continu; il pensa que ce spectre continu était, en réalité, le spectre de Fraunhofer dû à la lumière réfléchie du Soleil et trop faible pour permettre d'y distinguer des raies. Secchi observa trois raies brillantes, dont la plus intense, située dans le vert, était celle aperçue par Huggins. Ce dernier observateur trouva un spectre analogue à la comète de 1867, de même qu'à la comète Brorsen, en 1868.

La comète Winnecke, en 1868, fut observée par Wolf, qui mesura la position des raies brillantes. Huggins montra que son spectre était semblable à celui du gaz oléfiant, tandis que la comète Brorsen ne présentait pas exactement la même position des raies. Il mit ce fait en évidence en comparant directement le

spectre de la comète au spectre du gaz oléfiant illuminé par l'étincelle électrique (fig. 34). Il le compara aussi au spectre du gaz contenu dans les météorites.

Jusque-là on pensait que le spectre de lignes était donné uniquement par le noyau, tandis que le spectre continu était dû à la réflexion de la lumière solaire sur

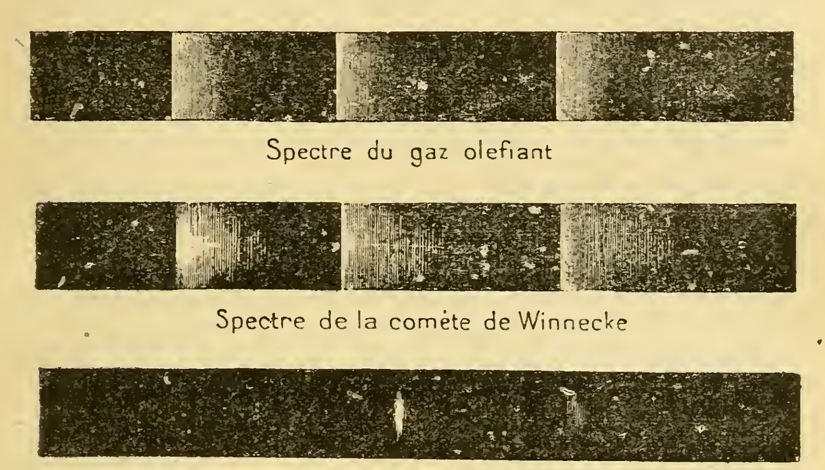


Fig. 34.

la queue de la comète; mais, en 1871. la comète d'Encke ne donna pas de spectre continu sensible, et, comme son noyau était très peu lumineux, on s'aperçut que le spectre de lignes venait, au moins en partie, de la chevelure. En 1873, Wolf et Rayet observèrent un fort spectre continu et l'attribuèrent à un noyau solide. Enfin, pour la comète suivante (1873, IV), on distingua le spectre continu, qui était donné par le noyau, et le spectre de lignes donné par la chevelure Les trois bandes s'étendaient en effet sur celle-ci, et

la bande verte était environ deux fois plus longue que les autres. En 1874, Wolf et Rayet examinèrent le spectre de la comète Coggia et virent un mince spectre continu « presque aussi étroit que celui d'une étoile vue dans le même instrument » correspondant au noyau; ils montrèrent qu'en plaçant la fente de manière à ce qu'elle ne traverse pas le noyau, mais seulement la queue, on n'avait que le spectre de bandes. Ils en tirèrent la conclusion que, contrairement aux résultats des anciennes observations, il n'y a pas de matière solide dans la queue des comètes. Secchi fit remarquer que le spectre continu du noyau présentait en réalité des interruptions dans le voisinage de chaque bande, et, par suite, on pourrait en conclure que ce n'était pas un vrai spectre continu, dû à la réflexion de la lumière solaire ou à l'incandescence du noyau, mais un spectre de bandes.

En 1881 et en 1882, les résultats changent complètement. Pour la comète 1881-*b*, Huggins fait la première photographie de spectre cométaire; ce qui permet, pour la première fois, de se servir d'une fente fine en augmentant suffisamment le temps de pose. Or cette photographie démontre l'existence d'un faible spectre continu traversé par les lignes noires de Fraunhofer. De plus, la photographie permet d'observer les raies ultra-violettes 388,3 et 387,0 et aussi la raie 422,0, qui appartiennent au cyanogène. En 1882, la comète Wells montre un fort spectre continu correspondant au noyau, mais sans raies noires, bien qu'il soit plus intense que celui de la comète précédente. De plus, les bandes des hydrocarbures sont à peine visibles, les bandes du cyanogène manquent, et au contraire on

aperçoit la raie jaune du sodium. L'identification de cette raie n'était pas douteuse, car la raie de la comète était double, comme celle du sodium ; son éclat était si grand, qu'on pouvait, en ouvrant largement la fente du spectroscope, observer la forme de la tête de la comète, comme on le fait pour les protubérances. L'intensité du spectre continu alla en augmentant à mesure que la comète se rapprochait du Soleil, et l'éclat de la raie du sodium augmenta aussi et atteignit son maximum au moment du périhélie, tandis que les bandes des hydrocarbures diminuaient d'intensité et devenaient à peine visibles. La présence de la vapeur de sodium n'était d'ailleurs pas surprenante, car la comète s'était approchée assez près du Soleil pour que cette substance pût être volatilisée. Ce fait fut confirmé par la comète suivante (1882, II), qui s'approcha aussi très près du Soleil, et dont le spectre présenta la raie jaune du sodium et même, en plus, cinq autres raies dans le jaune et dans le vert appartenant à la vapeur de fer, ce qui indique que ce métal avait été vaporisé par la chaleur solaire.

Vogel et Hasselberg mesurèrent très exactement la position du bord des bandes cométaires tourné vers le rouge. D'après la moyenne des observations de neuf comètes comprises entre 1874 et 1893, ces positions sont les suivantes :

$$\lambda, \quad 471,9, \quad 516,6 \quad 563,0;$$

tandis que les longueurs d'onde des bandes de l'arc électrique sont :

$$\lambda, \quad 473,7 \quad 516,5 \quad 563,5.$$

L'arc électrique donne, de plus, une bande rouge $\lambda = 618,8$, et une bande violette $\lambda = 438,2$; mais il n'est pas surprenant que ces bandes n'aient pas été observées dans les comètes, car elles sont faibles et disparaissent les premières quand on diminue l'intensité du spectre. Fiévez, admettant que les bandes cométaires sont identiques à celles de l'arc électrique, étudia ces dernières en 1885, et trouva qu'elles sont résolubles en un très grand nombre de lignes d'intensités diverses et qui ne correspondent à aucune ligne du spectre de Fraunhofer.

Les bandes des hydrocarbures et les bandes caractéristiques du cyanogène furent toujours revues aux comètes suivantes. Rayet, Trépied, les observèrent en 1886, et ils notèrent un spectre continu qui correspondait au noyau. Wright trouva seize raies brillantes, dont la plupart appartenaient au carbone et au cyanogène, dans le spectre de la comète Swift (1899). En 1903, M. de la Baume-Pluvinel photographia une comète au moyen du prisme-objectif. Les deux principales images de la comète, qui étaient formées par le noyau et la chevelure, correspondaient à la ligne 472 des hydrocarbures et à la ligne 388 du cyanogène. Le spectre continu provenant de la lumière solaire ou de particules incandescentes était insensible. En plus des radiations ordinaires appartenant aux hydrocarbures et au cyanogène, un groupe de radiations situé de λ 409 à λ 400 ne correspondait à aucune bande de composés carbonés.

M. Deslandres, en 1903, observa un spectre analogue et nota un spectre continu peu intense près du noyau. Les bandes du cyanogène étaient semblables à

celles de ce gaz illuminé électriquement et à basse pression. Pour la même comète, M. Deslandres trouva, par la méthode de l'inclinaison des raies (p. 183), que tous les points de la queue n'avaient pas la même vitesse radiale, ce qu'on peut considérer comme une confirmation de l'existence d'une force répulsive solaire.

La comète Daniel, en 1907, a permis de mettre en

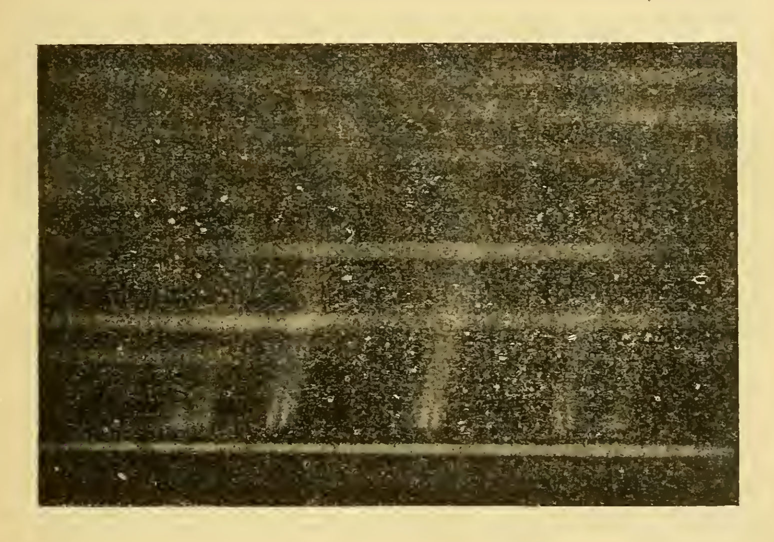


Fig. 35. — Comète Morehouse.

évidence un fait nouveau : les bandes des hydrocarbures étaient visibles près du noyau, mais d'autres bandes assez faibles se prolongeaient *sur la queue* à plus de 1° du noyau. Les longueurs d'onde 401,3 426,7, 456,1 de ces bandes montrent que la queue ne contenait pas des composés du carbone. Cette comète présentait, de plus, la particularité que ces trois radiations d'origine inconnue étaient doubles. Ce phénomène, encore inexpliqué, a été observé par M. *Des-*

landres et par M. *Chrétien*. Or la comète Morehouse (1908) a présenté les mêmes radiations doubles, encore plus intenses, et développées surtout dans la queue. MM. *Deslandres et Bosler* ont montré, avec un spectroscope à fente, que ce dédoublement est indiscutable. M. *de la Baume-Pluvinel* a trouvé que le spectre comprenait 21 doublets, répartis en quatre séries, et distribués suivant la loi de Deslandres ($\lambda^{-1} = a + b(n - c)^2$, n désignant des nombres entiers successifs) qui régit la position des têtes de bandes dans les spectres de bandes. Ces doublets n'ont pu être identifiés avec aucun spectre connu. La comète Morehouse présentait encore certaines raies correspondant à celles de l'azote aux basses pressions. La figure 35 représente une photographie de la comète faite avec le prisme-objectif par M. de la Baume-Pluvinel.

74. **Spectre continu du noyau et de la queue.** — On voit que les résultats de toutes ces observations sont assez peu concordants. Tout d'abord on a cru que le noyau seul donnait un spectre de bandes, et il est probable qu'il n'y avait là qu'une erreur d'observation ; mais, pour ce qui est du spectre continu attribué à la queue, nous ne pouvons savoir si, pour les anciennes comètes brillantes, il était effectivement plus visible que celui du noyau. Il semble d'ailleurs que l'éclat de ce spectre est très variable, tant pour la chevelure que pour le noyau, les comètes à noyau très faible ne donnant pas de spectre continu.

Le fait que l'on voit un spectre de bandes sur la chevelure et sur la queue, tandis que le spectre continu y est faible ou même absent, est très important. On sait, en effet, qu'on attribue souvent la forme des

queues cométaires à la répulsion causée par la pression de Maxwell-Bartoli. Or il faut, pour avoir une valeur de cette pression qui cadre avec les faits, que les particules repoussées soient petites, mais pas trop petites cependant; car alors les phénomènes de diffraction interviennent et font diminuer rapidement le rapport de cette répulsion à l'attraction newtonienne. Or, d'après les travaux de M. *Schwarzschild,* le rapport de la pression à l'attraction a un maximum quand le rayon des corpuscules s'abaisse à $0,2 \times 10^{-4}$ environ, et sa valeur permet alors d'expliquer les queues cométaires; mais ce rapport décroît ensuite à peu près comme le cube du rayon des corpuscules et devient donc extrêmement petit pour les molécules dont le rayon est de l'ordre de 10^{-8}. L'hypothèse de la force répulsive causée par la pression de Maxwell-Bartoli, qui s'applique à des particules solides, semble donc inadmissible pour les molécules des gaz qui forment les queues des comètes.

Il est vrai que l'on peut supposer, comme on l'a fait pour la couronne solaire, que les gaz de la queue ne forment pas une véritable atmosphère, mais de petites particules gazeuses liées aux particules solides sur lesquelles agirait la pression de Maxwell-Bartoli. Mais alors la théorie échappe à toute vérification en même temps qu'à toute objection, puisque le poids atomique des particules gazeuses n'intervient plus dans la valeur de la force répulsive qui agit sur les particules solides. On voit toute l'importance qu'il y aura par la suite à étudier l'existence et l'intensité du spectre continu donné par les queues des comètes.

La question de savoir si le spectre continu (qu'il

vienne du noyau ou de la queue) est dû en plus ou moins grande partie à de la lumière réfléchie ou à de la lumière propre peut être abordée par l'étude spectroscopique, et aussi par la spectrophotométrie et la spectropolarimétrie. La spectroscopie nous apprend que les photographies d'Huggins, en 1881, montrent les lignes noires de Fraunhofer et que, par suite, une partie au moins de la lumière des comètes vient du Soleil par réflexion. Pourtant, d'après les observations d'Huggins, en 1882, on peut conclure que les comètes présentent aussi parfois un spectre continu sans raies de Fraunhofer et que l'on ne peut expliquer ce fait ni par le peu d'intensité du spectre, ni par la largeur de la fente. Il y aurait donc dans ces astres des corps solides incandescents qui produiraient en partie le spectre continu que l'on attribue à la lumière réfléchie du Soleil.

Les observations polariscopiques semblent confirmer la première observation de Huggins. *Arago*, *Prazmowski* et d'autres observateurs ont trouvé que la lumière des comètes est partiellement polarisée. Mais il y a, dans ces observations, de nombreuses contradictions tenant tout d'abord à ce qu'elles se rapportent tantôt à la queue et tantôt au noyau. Arago dit nettement que la queue de la comète de 1819 était polarisée; de même *Secchi*, observant les comètes de 1861 et de 1868, trouva que la queue était fortement polarisée, tandis que le noyau ne l'était pas ou qu'il l'était d'une façon à peine sensible. Au contraire, les observations de *Chacornac*, *Ronzoni*, *Govi*, *Poëy*, *Liais*, s'accordent pour montrer que la lumière de la comète Donati était polarisée dans le noyau ou dans les portions de la queue voisine du noyau. *Tacchini* et *Pisati*

observèrent la comète Coggia en 1874 et trouvèrent que la lumière du noyau était polarisée, mais que celle de la queue l'était également. Enfin *Fiévez,* en 1881, constata que la polarisation du noyau était très nette, tandis que celle de la chevelure était insensible. *Wright* mesura la proportion de lumière polarisée pour la même comète; cette proportion était assez élevée et changea avec l'angle de réflexion, passant de 23 % à 14 %. Secchi, en 1874, fit sur la comète Coggia la première et, à notre connaissance, l'unique expérience de spectropolarisation. Regardant le spectre au travers d'un nicol, il vit la partie continue s'affaiblir, tandis que les bandes conservaient leur vivacité. Il est à remarquer que cette observation semble en contradiction avec la remarque qu'il avait faite sur la même comète, que le spectre du noyau présentait des interruptions; on pourrait, en effet, conclure de cette observation que ce spectre ne paraissait pas dû au spectre continu de la lumière réfléchie du Soleil.

On voit que beaucoup d'observateurs ont trouvé que la lumière de la queue était fortement polarisée. Or nous avons vu que le spectre continu y est généralement très faible et que, pour certaines comètes, la queue n'avait probablement qu'un spectre de bandes. On a trouvé aussi que la lumière du noyau était polarisée, alors qu'il présentait surtout des lignes brillantes. Devons-nous croire que cette contradiction vient de ce que la lumière émise par les gaz incandescents de la comète était, dans ce cas, polarisée rectilignement? Il est vrai qu'un pareil phénomène n'est pas impossible, comme cela résulte des expériences de *Egoroff* et *Georgiewski* sur la lumière d'un tube de Geissler soumis à

un champ magnétique. Mais il est difficile d'admettre ici l'existence d'un champ magnétique suffisant pour produire un pareil effet. Peut-être pourrait-on expliquer cette polarisation (si elle est confirmée) par l'influence d'un champ électrique. On voit donc tout l'intérêt qu'il y aura, lorsque apparaîtra une belle comète, à étudier la polarisation des différentes parties de son spectre.

De même que l'étude de la polarisation ne peut rien nous apprendre sur le spectre continu des comètes si elle n'est pas jointe à l'analyse spectrale, de même la photométrie seule ne peut pas nous renseigner sur la lumière propre de ce spectre continu, et c'est aux expériences de spectrophotométrie qu'il faudra avoir recours pour élucider toutes ces questions. En effet, les observations montrent souvent que l'éclat d'une comète augmente plus vite que ne le voudrait sa distance au Soleil donnée par son éphéméride; mais ce fait peut s'expliquer aussi bien par l'augmentation d'éclat de son spectre de bandes que par celle de son spectre continu. La méthode sur laquelle est basée le spectrohéliographe permet d'obtenir une image de la comète et d'étudier son intensité en ne faisant intervenir que les radiations brillantes. M. *Deslandres* a proposé, comme nous l'avons vu, une combinaison du prisme-objectif et du spectrographe, qui permet au contraire d'étudier la forme et l'intensité des parties de la comète formées par des particules incandescentes, indépendamment des radiations gazeuses. Il n'est pas douteux que ces méthodes pourront donner des résultats extrêmement intéressants, lorsque apparaîtra une comète assez brillante pour que son spectre puisse supporter une dispersion suffisante.

75. **Spectre de bandes des comètes.** — Pour ce qui est de la nature des raies du spectre cométaire, les premiers observateurs les attribuèrent sans hésitations aux hydrocarbures. Pourtant les observations étaient loin d'être assez précises pour leur permettre d'avoir sur ce point une certitude absolue, d'autant plus que l'observation de la comète Brorsen (1868, I) semblait donner des résultats absolument contraires. Aujourd'hui la question ne peut plus être mise en doute, et l'on est certain que les comètes contiennent des hydrocarbures; mais leur spectre n'est pourtant pas absolument identique à celui de ces gaz illuminés électriquement. Le plus grand éclat de la bande, qui se trouve au bord même pour les hydrocarbures, se trouve, pour les comètes, reporté à une certaine distance vers le violet, parfois même jusqu'au milieu de la bande. Pourtant le fait que l'on a observé dans les comètes certains détails des bandes des hydrocarbures, notamment la seconde raie ($\lambda = 512,9$), qui se trouve dans la bande verte (Hasselberg), est la meilleure preuve de l'identité de nature des deux spectres. Il est vrai que l'on n'a jamais pu produire dans le laboratoire un spectre absolument identique à celui des comètes; mais cela prouve sans doute uniquement que les conditions physiques qui règnent dans ces astres sont difficiles à réaliser, et les petites différences qui subsistent encore nous renseigneront sans doute un jour sur ces conditions physiques. Les divergences beaucoup plus considérables qui existaient dans les anciennes observations peuvent être mises sur le compte de la difficulté qu'il y a à observer des spectres aussi faibles. En effet, le peu d'éclat des comètes exige que la fente soit lar-

gement ouverte et que la dispersion ne soit pas trop grande, ce qui rend les pointés très peu précis. De plus, avec une fente large, on est amené à mettre le fil à une certaine distance du bord de la bande, même si le maximum d'intensité de cette bande. observée avec une fente fine, se trouve en réalité au bord même. Enfin, le fait que le maximum d'intensité, dans le spectre des comètes, n'est pas situé au bord, mais presque au milieu de la bande, introduit encore une erreur de même sens. Si la bande est faible et si l'on n'en voit par suite que la partie la plus brillante, on pourra commettre ainsi une erreur considérable, et qui pourra être plus grande pour une bande que pour l'autre, à cause de leurs différences d'intensité ; on peut expliquer ainsi la position des bandes de la comète de Brorsen.

De nombreux travaux ont été exécutés pour obtenir dans le laboratoire un spectre aussi semblable que possible à celui des comètes, et pour déterminer ainsi la nature des gaz et les conditions physiques de leur illumination. On sait que le carbone lui-même donne un spectre de lignes simples, tandis que ses composés donnent des spectres de bandes. Le cyanogène et l'oxyde de carbone donnent des bandes différentes et caractéristiques, tandis que tous les autres hydrocarbures ont le même spectre, qui est celui de l'acétylène, et se compose de cinq bandes : rouge, jaune, verte, bleue, violette, que l'on désigne souvent par les lettres *a*, *b*, *c*, *d*. Ce spectre est parfois attribué maintenant au carbone lui-même. Chacune des bandes peut se résoudre en lignes fines, dont voici les longueurs d'onde en U. A :

a	*c*	*e*
6188,1	5165,2	4381,9
6120,0	5129,4	à
6052,0	5101,0	4356,0
5999,0	5081,9	4334,4
5955,0		4315,0
		à
		4234,0

b	*d*
5635,4	4737,2
5585,5	4715,3
5540,9	4697,6
5500,0	4684,0
5470,0	4677,0

Les bandes des comètes correspondent aux bandes *b*, *c*, *d*. On y trouve aussi des bandes du cyanogène, surtout la raie 3884, qui est très forte. La question était donc d'obtenir un spectre d'hydrocarbures et de cyanogène semblable à celui des comètes et ne contenant pas les bandes de l'oxyde de carbone.

Les météorites recueillies à la surface de la Terre contiennent une quantité variable de gaz que l'on peut extraire par la chaleur, et qui ont une grande ressemblance avec ceux dont l'analyse spectrale nous révèle la présence dans les comètes. Il était donc naturel d'expérimenter sur ces gaz pour voir si les petites différences qui existent entre le spectre des comètes et celui des hydrocarbures n'étaient pas dues au mélange d'autres gaz contenus dans les météorites. *Vogel* fit une étude détaillée de cette question. Il plaçait les morceaux de météorites dans un tube de Geissler, qu'il chauffait pour dégager les gaz. Il se servait d'étincelles disruptives produites par une bobine de Rhumkorff, dont le cir-

cuit secondaire passait par une bouteille de Leyde. Il parvint ainsi à avoir un spectre des hydrocarbures contenus dans les météorites, où le maximum d'intensité de la bande jaune n'était pas au bord, mais se trouvait déplacé vers le bleu, comme dans les comètes, et situé presque au milieu de la bande; les deux autres bandes étaient très faibles. Malheureusement Vogel obtenait toujours ainsi un spectre de l'oxyde de carbone superposé au premier et dont l'éclat était même prédominant. Pourtant il admit que, dans les comètes, l'oxyde

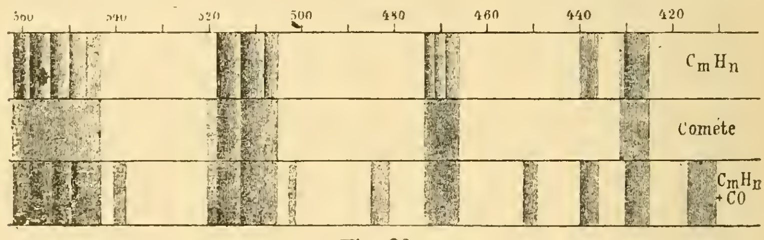


Fig. 36.

de carbone pouvait se trouver en quantité assez faible pour que sa présence modifiât seulement l'aspect des bandes en déplaçant le maximum d'intensité vers le violet, sans que toutefois son spectre apparût superposé à celui des hydrocarbures. Il conclut donc que, sous l'influence de la décharge disruptive, la combinaison de l'oxyde de carbone et des gaz contenus dans les météorites pouvait donner un spectre identique à celui des comètes. Nous donnons (fig. 36) la comparaison du spectre d'une comète au spectre des hydrocarbures et au spectre du mélange de ces gaz avec l'oxyde de carbone.

Hasselberg fit des expériences sur le spectre des hydrocarbures eux-mêmes; il chercha à le rendre sem-

blable à celui des comètes, en mélangeant ces gaz avec l'hydrogène, l'azote, etc. Il trouva que le meilleur résultat était obtenu par le mélange de l'oxyde de carbone et des vapeurs d'hydrocarbures; il remarqua aussi, comme Vogel, que l'étincelle disruptive était indispensable à ce résultat et que la décharge continue donnait, au contraire, dans ces conditions, le spectre de l'oxyde de carbone très visible et à peine celui des hydrocarbures. Il obtint des résultats encore meilleurs avec des pressions très faibles et un dispositif particulier de tubes à gaines. Dans ces conditions, les maxima d'intensité de la bande jaune et de la bande bleue étaient déplacés vers le violet; mais il faut remarquer que la bande verte ne put jamais être modifiée. Hasselberg pensait que, dans les comètes, les gaz ont une pression très faible et une très basse température, et c'est pourquoi il employa ce dispositif qui devait empêcher l'échauffement des gaz par les électrodes. Il avait, en effet, expliqué théoriquement le déplacement du maximum d'intensité dans la comète par l'effet d'une grande différence de température, le pouvoir émissif des deux parties différentes de la même bande variant différemment avec la température et le maximum d'intensité étant, par suite, déplacé par un changement de température.

Nous avons vu, que dans le spectre des deux comètes de 1882, on avait observé la raie jaune du sodium, dont l'éclat avait augmenté, tandis que celui des bandes des hydrocarbures diminuait. Hasselberg reproduisit également ce phénomène en introduisant du sodium métallique dans le mélange d'hydrocarbure et d'oxyde de carbone placé dans un tube de Geissler. Il

montra qu'en chauffant le tube et en employant de fortes étincelles électriques, le spectre des hydrocarbures diminuait d'intensité, tandis que celui du sodium présentait un très vif éclat. Les phénomènes particuliers des comètes de 1882 peuvent donc s'expliquer par la chaleur produite par le voisinage du soleil.

En résumé, Vogel et Hasselberg conclurent de leurs observations que le spectre des comètes est dû à un mélange en proportion variable d'oxyde de carbone et d'hydrocarbures semblables à ceux qui sont contenus dans les météorites. Ce mélange est illuminé dans des conditions analogues à celles de la décharge électrique à basse température et sous une pression très faible.

Pourtant, plus récemment, *Kayser* a avancé que le spectre des comètes se rapprochait plus du spectre de combustion des hydrocarbures que de celui de ces corps illuminés électriquement. Les différences entre le spectre des comètes et celui des hydrocarbures proviendraient surtout, d'après lui, du fait que l'on est obligé d'employer une fente large, ce qui naturellement déplace le point de maximum d'intensité vers le milieu de la bande. Vogel maintint ses conclusions; et il semble bien, en effet, que le déplacement du maximum d'intensité de la bande est trop marqué dans les comètes pour pouvoir s'expliquer uniquement par l'impureté du spectre; de plus, les photographies de spectres cométaires, qui sont faites avec des fentes fines, confirment les observations de Vogel. Quoi qu'il en soit, on voit que l'étude du spectre des hydrocarbures dans les comètes, de même que celle de leur spectre continu, est loin d'être achevée et présente encore de nombreux points de détail à élucider. De plus,

nous avons vu que les deux dernières comètes présentaient trois raies doubles d'origine et de nature inconnues et qu'il sera très intéressant de rechercher dans les prochaines comètes.

BIBLIOGRAPHIE DU CHAPITRE X

BAUME-PLUVINEL (DE LA). Comète 1902 *b* : *C. R.*, CXXXVI, 1903, p. 743. Comète Morehouse : *C. R.*, CXLVIII, 1909, p. 759.

BRÉDICHIN. *A. N.*, XCV, 1879, p. 15; XCVIII, 1881, p. 271; CII, 1882, p. 207.

CHRÉTIEN. Comète 1907 *d* : *C. R.*, CXLV, 1907, p. 549.

DESLANDRES. Comète 1903 *c* et 1907 *d* : *C. R.*, CXXXVII, 1903, p. 393; CXLV, 1907, p. 445 et 843.

DESLANDRES et BOSLER. Comète 1908 : *C. R.*, CXLVII, 1908, p. 951.

DONATI. Comète 1864, II : *A. N.*, LXII, 1864, p. 375.

FIÉVEZ. Comète 1881 *b* : *Bulletin de l'Académie de Belgique*. (3), I, 1881. Recherches sur le spectre du carbone. *Mémoires de l'Acad. de Belgique*, LXVII, 1885.

HASSELBERG. Comète Wells, 1882 *a* : *A. N.*, CII, 1882, p. 259; CIV, 1883, p. 13; CVIII, 1884, p. 55. *Mém. de l'Acad. imp. de Saint-Pétersbourg*, (7), XXVIII, et *Vierteljschr., d. astr. Gesel.*, XIV, p. 356.

HUGGINS. *Proc. Royal Society*, XV, p. 5; XVI, p. 386 et 481; XX, p. 45; XXIII, 1874, p. 154; XXXIV, 1882, p. 148. *Proc. roy. Institut.*, X, p. 1. *A. C. P.*, (5), XXVII, 1882, p. 408.

KAYSER. *A. N.*, CXXXIV, 1894, p. 353; CXXXV, 1894, p. 1 et 221.

KEELER. *Astron. and Astroph.*, XII, 1893, p. 272, 650 et 751.

Prazmowsky. Comète Brorsen : *C. R.,* LXVI, 1868, p. 1109.

Rayet. Comètes Coggia, Pons, Brooks : *C. R.,* LXXVII, 1873, p. 564; LXXVIII, 1874, p. 1650; XCVII, 1884, p. 1352.

Respighi. *C. R.,* XCIII, 1881, p. 439.

Secchi. Comètes Tempel, Brorsen, Winnecke, Coggia, Borelly : *C. R.,* LXII, 1866, p. 210; LXVI, 1868, p. 881, 1299; LXVII, 1868, p. 142; LXXVIII, 1874, p. 1467; LXXIX, 1874, p. 20 et 284; LXXXIV, 1877, p. 427 et 1289.

Tacchini. Comètes Cruls, Wells, Encke : *C. R.,* XCIII, 1881, p. 261 et 949; XCIV, 1882, p. 1031.

Trépied. Comètes Pons, Brooks, Fabry : *C. R.,* XCVII, 1883, p. 1540; XCVIII, 1884, p. 32 et 614; CII, 1886, p. 1009 et 1438.

Vogel. *A. N.,* LXXVII, 1871, p. 285; LXXX, 1873, p. 183; LXXXII, 1873, p. 217; C, 1881, p. 301; CII, 1882, p. 159 et 199; CIII, 1882, p. 279; CVIII, 1884, p. 21; CXXXI, 1893, p. 373; CXXXV, 1894, p. 105 et 259.

Wolf et Rayet. Comètes Winnecke, Coggia : *C. R.,* LXVI; 1868, p. 1336; LXXI, 1870, p. 49; LXXVII, 1873, p. 529; LXXIX, 1874, p. 369.

CHAPITRE XI

SPECTRES DES ÉTOILES. — CLASSIFICATIONS DE SECCHI, VOGEL, LOCKYER, PICKERING, ETC.

Les différentes étoiles ne se distinguent pas seulement par leur éclat, mais aussi par leur couleur, qui varie généralement du rouge au blanc bleuâtre en passant par toute la gamme des jaunes. Ces couleurs sont d'ailleurs très peu marquées, et la lumière des étoiles paraît toujours blanche, mais plus ou moins teintée. Avant l'intervention du spectroscope, on n'avait pas songé à tirer de ces colorations une conclusion relative à l'état physique des étoiles. Mais l'analyse spectrale montra que ces différences de couleur correspondent à des modifications profondes dans la nature de la lumière et, par suite, dans la constitution physique et chimique de ces astres. De plus, ces modifications ne semblent pas dues au hasard. Si les spectres stellaires diffèrent parfois si complètement les uns des autres qu'il est difficile d'y trouver des éléments communs, pourtant ces spectres semblent tous rentrer dans un certain nombre de types distincts, et il n'y a pas, à beaucoup près, autant de spectres différents que d'étoiles

dans le ciel. Il existe, par exemple, un grand nombre d'étoiles jaunes qui ont toutes le même spectre, et ce spectre est identique à celui du Soleil. Ces étoiles renferment donc les mêmes éléments que le Soleil, et les éléments s'y trouvent même réunis dans des proportions identiques. On retrouve d'ailleurs dans toutes les étoiles un certain nombre de nos éléments terrestres, notamment l'hydrogène, dont les lignes, brillantes ou sombres suivant les cas, se retrouvent dans tous les spectres stellaires et ne sont difficilement visibles que dans quelques rares étoiles; l'hélium, qui donne, dans certaines étoiles, des raies aussi fortes que celles de l'hydrogène; le sodium, reconnaissable à la double raie jaune D; le calcium, avec ses fortes raies *g*, H et K; le magnésium, que caractérise le triplet *b*; le fer, avec ses raies multiples, etc. Cet ensemble de faits amène naturellement à penser que les différences qui existent entre les spectres des étoiles ne sont pas dues à une composition chimique variable et changeant au hasard pour tous les points du ciel, mais au contraire à une phase plus ou moins avancée du développement ou de l'évolution d'astres semblables et contenant à peu près les mêmes éléments.

L'étude comparée des différents types de spectres stellaires constitue donc le problème capital de l'astrophysique, puisqu'elle doit permettre de déterminer non seulement la loi de l'évolution des étoiles, mais aussi celle de notre Soleil.

La durée de notre vie, et peut-être celle de l'humanité entière, est trop courte pour nous permettre de suivre pendant un temps suffisant les transformations qui se produisent certainement dans les astres; mais

nous pouvons étudier sur des étoiles différentes les phases successives de ce développement, comme un naturaliste étudie sur un grand nombre d'individus la croissance d'une espèce déterminée. « Le ciel, disait Herschell, ressemble à un jardin luxuriant, renfermant la plus grande variété de productions, à des états différents de leur existence, et son examen actuel permet d'étendre notre expérience à une immense durée. Le spectacle qu'il nous offre est, en effet, le même que si nous voyions en même temps s'accomplir sous nos yeux les différents actes de la vie végétale, depuis la germination, la floraison et la fécondation, jusqu'à la dessiccation et enfin la pourriture définitive. »

La lente transformation des astres amène dans leur lumière des modifications variant avec le temps d'une façon continue. C'est pourquoi, bien que l'aspect des spectres stellaires présente un certain nombre de types différents correspondant sans doute à des périodes déterminées ou à des âges de l'évolution, on peut aussi trouver des étoiles dont le développement marque, pour ainsi dire, la transition entre ces périodes et qu'il est difficile de rattacher à un type spectral plutôt qu'à un autre. On conçoit donc que l'établissement d'une classification soit toujours assez arbitraire. De plus, l'ordre des différents types, qui doit correspondre aux états successifs produits par le développement de l'étoile. est loin de pouvoir être sûrement déterminé, et, peut-être, restera toujours hypothétique. Aussi a-t-on vu apparaître, depuis la première classification de *Secchi*, de nombreux systèmes basés sur les différentes théories cosmogoniques, telles que l'hypothèse nébulaire de Laplace, la théorie météoritique de Lockyer, etc.

La discussion de ces différentes classifications nous conduirait à celle des théories cosmogoniques ; aussi nous contenterons-nous d'exposer les principales d'entre elles en nous étendant seulement un peu plus sur la classification de Vogel, qui a été jusqu'ici la plus répandue et qui semble, dans ses grandes lignes, comme celle de Secchi d'où elle dérive, représenter la marche générale de l'évolution stellaire.

76. **Spectres d'étoiles. — Historique. —** *Fraunhofer* donna, en 1817, la première description d'un spectre d'étoile, qu'il observait au moyen d'un prisme placé devant l'objectif d'un petit théodolite. Il fut aussi le premier à employer la lentille cylindrique pour élargir le spectre linéaire que donne l'étoile dans ces conditions. Il observa, dans le spectre de Sirius, deux raies noires dans le bleu et une autre raie large et forte, à la limite du bleu et du vert, et que l'on sait aujourd'hui être la raie F de l'hydrogène. Fraunhofer étudia le spectre de quelques autres étoiles et reconnut que la position et l'aspect des raies changeaient avec l'étoile et différaient de celles des raies du spectre solaire ; ce fait lui prouva que les raies noires n'étaient pas produites par l'atmosphère terrestre. Il reprit ensuite ses observations avec une lunette de quatre pouces et un prisme dont l'angle était de 37°. Avec cet instrument, il put observer de fines raies noires dans le spectre de Pollux, de Bételgeuse et de Capella, et il reconnut certaines raies du spectre solaire, notamment les raies D et *b*.

Donati, en 1860, étudia avec l'instrument dont nous avons parlé (p. 69) le spectre de quinze étoiles, notant la présence presque constante de la raie vert-bleu.

L'invention du prisme à vision directe, beaucoup plus commode à employer, marqua un grand progrès dans l'étude de la spectroscopie stellaire. *Janssen* et *Secchi* s'en servirent pour la première fois à Rome, en 1862, et commencèrent aussitôt à identifier les raies des spectres stellaires avec celles des spectres métalliques. Secchi fit ensuite une étude complète des spectres des principales étoiles et des planètes.

En 1862, également, *Huggins* observa environ quarante étoiles avec un faible spectroscope monté sur une lunette de huit pouces; puis il se servit du spectroscope angulaire que nous avons décrit (p. 68). *Huggins* et *Miller* comparèrent les spectres stellaires au spectre solaire et à ceux de certains éléments chimiques; ils établirent ainsi l'existence dans les étoiles d'un grand nombre de nos corps simples. C'est à cette époque que l'on reconnut la présence de l'hydrogène. Secchi remarqua que dans certaines étoiles, surtout dans Sirius, les raies de cet élément sont très larges et estompées. Ce fait fut d'abord contesté et attribué à la largeur trop grande de la fente, mais bientôt on fut obligé de reconnaître son exactitude. Dans le spectre d'Arcturus, d'Aldébaran, de Pollux, de Capella, Secchi trouva plus de soixante raies coïncidant avec les lignes du spectre de Fraunhofer. L'identification des raies fut poursuivie dans l'ultra-violet par *Draper* et *Huggins,* qui obtinrent les premiers des photographies de cette partie du spectre. Secchi découvrit que certaines étoiles, comme α Hercule, donnent des spectres cannelés; il observa environ quatre mille étoiles, et fut le premier à les ranger en un certain nombre de groupes correspondant à des types spec-

traux bien déterminés. Il distingua deux classes en 1863 ; il en ajouta une troisième en 1866, et il donna, en 1868, la classification divisée en quatre classes dont nous parlerons plus loin. *D'Arrest* continua les observations commencées par Secchi.

A partir de cette époque, si l'on excepte les travaux de *Wolf* et de *Rayet,* qui découvrirent, en 1867, les étoiles à lignes brillantes qui portent leurs noms, la spectroscopie stellaire fut assez négligée aussi bien en France qu'en Italie, et les travaux d'ensemble sur cette question furent effectués en Allemagne. *Vogel* et *Scheiner* observèrent visuellement et photographiquement un grand nombre de spectres d'étoiles ; ils en donnèrent la classification et étudièrent aussi théoriquement les conditions physiques qui correspondent aux différents types spectraux.

Plus tard, l'emploi des grandes lunettes des observatoires américains fit avancer d'un grand pas l'étude des spectres stellaires, en permettant d'observer les étoiles faibles. Enfin cette étude a été abordée systématiquement, et dans certains observatoires on détermine aujourd'hui le type spectral de tous les astres dont l'éclat est suffisant, et l'on en forme des catalogues, comme ceux qui donnent les coordonnées ou les grandeurs des étoiles. A l'observatoire d'Harvard, *Pickering* s'est servi du prisme objectif, au moyen d'une méthode que nous avons décrite (p. 117), pour photographier sur un seul cliché les spectres de toutes les étoiles d'une région. On peut ainsi distinguer à première vue les différents types spectraux, et ce procédé a surtout été employé pour rechercher les étoiles à raies brillantes, qui sont relativement si rares.

L'observatoire d'Harvard est complété, pour les zones australes, par l'observatoire d'Aréquipa, au Pérou.

77. **Classification de Secchi.** — Presque tous les spectres d'étoiles, d'après Secchi, peuvent rentrer dans un des quatre groupes suivants, qui, si l'on réunit les deux derniers, correspondent très sensiblement aux trois groupes de colorations : blanche, jaune et rouge.

1[er] *Type.* — Les étoiles de ce type, qui sont blanches ou bleuâtres, ont un spectre presque continu et ne présentent guère que les raies de l'hydrogène, qui sont très fortement marquées, larges et estompées. On aperçoit à peine quelques lignes métalliques très faibles. Les principales étoiles de ce type sont Sirius, Véga, Castor, β, γ, δ de la Grande-Ourse, etc. Certaines d'entre elles, α Aigle, α Vierge, présentent des raies métalliques assez visibles et forment ainsi la transition avec le type suivant.

2[e] *Type.* — Ce groupe est formé par les étoiles jaunes. Leur spectre est très riche en raies métalliques, tandis que celles de l'hydrogène sont beaucoup plus faibles que dans le type précédent. Capella, Pollux, Arcturus, α Grande-Ourse, appartiennent à ce type, auquel il faut aussi rattacher le Soleil.

3[e] *Type.* — Les étoiles de ce groupe sont orangées ou rouges. Leur spectre présente de fines raies noires, mais surtout de larges bandes obscures semblables aux bandes telluriques, formant des cannelures, et laissant entre elles des parties brillantes. Les plus beaux exemples de ce genre d'étoiles sont Antarès, α Hydre, α Hercule, α Orion (Bételgeuse), β Pégase, et les étoiles variables comme Mira-Ceti.

4[e] *Type.* — Ce type ressemble au précédent, mais en diffère parce que les cannelures ont leur partie plus intense du côté du rouge et sont dégradées vers le violet, tandis que, dans le type précédent, les bandes se terminaient nettement du côté du violet et étaient dégradées vers le rouge. Secchi attribua le premier ces bandes au carbone. Toutes ces étoiles ont une coloration rouge sang et sont plus petites que la cinquième grandeur. Le plus bel exemple est l'étoile 152 du catalogue de Schjellerup.

En dehors de ces quatre types, qui présentent tous des raies sombres, Secchi remarqua certaines étoiles, comme γ Cassiopée, où les raies de l'hydrogène sont brillantes.

La classification de Secchi est sans doute un peu sommaire; mais elle représente bien les principaux types caractéristiques de spectres stellaires, et, même à notre époque, elle est fréquemment employée.

Vogel proposa, en 1874, une classification qui ne se distinguait de celle de Secchi qu'en ce que les deux dernières classes étaient réunies en une seule, de telle sorte qu'il n'y avait que trois catégories correspondant aux étoiles blanches, jaunes et rouges. Il fut le premier à avancer que cette classification n'était pas purement formelle, mais correspondait à l'évolution des étoiles, c'est-à-dire à la phase de leur développement. Les étoiles blanches sont donc, d'après Vogel, les plus jeunes, c'est-à-dire celles pour lesquelles le travail de condensation est le moins avancé. Les étoiles rouges, au contraire, sont arrivées à la dernière période de leur développement et n'ont plus devant elles qu'un espace de temps relativement court pour remplir le

rôle de foyers incandescents. Plus tard, *Vogel* sépara chacune de ces classes en plusieurs subdivisions. Cette classification fut remaniée par *Scheiner;* puis Vogel donna un nouveau système, basé sur la distinction des étoiles à hélium. Nous exposerons successivement ces deux classifications.

78. **1re Classification de Vogel.** — 1re *Classe.* — Cette classe est formée par les étoiles blanches dont le spectre contient peu de raies. Elle est divisée en trois subdivisions :

I_a. — Les étoiles de ce groupe possèdent les raies sombres de l'hydrogène très fortement marquées et quelques raies métalliques faibles. C'est le 1er Type de Secchi.

I_b. — Dans la classification primitive de Vogel, ce type est caractérisé par le fait que les raies de l'hydrogène manquent. *Scheiner*, au contraire, range dans cette subdivision les étoiles où les lignes de l'hydrogène sont aussi nettes et fines que celles des métaux. Les principales étoiles de ce type sont Rigel, ε Orion et α Cygne.

I_c. — Ces étoiles ont un spectre comprenant très peu de raies sombres, mais où l'on voit les raies brillantes de l'hydrogène et la raie D_3 de l'hélium. Les plus beaux exemples sont γ Cassiopée et β Lyre.

2e *Classe.* — Cette classe contient les étoiles jaunes dont le spectre est formé de nombreuses raies. Elle comporte deux subdivisions.

II_a. — Notre Soleil est le type des étoiles de cette subdivision, qui ont un grand nombre de raies sombres et nettes. Toutes ces étoiles, α Cocher, Aldébaran, Pollux, Arcturus, ont un spectre sensiblement identique; elles correspondent au 2e Type de Secchi.

II_b. — Trois étoiles de la constellation du Cygne, découvertes par Wolf et Rayet en 1867, et deux autres trouvées par Pickering étaient seules d'abord à former ce groupe. Leur spectre est composé de lignes noires, auxquelles s'ajoutent quelques bandes sombres et des raies brillantes très intenses. Les étoiles nouvelles, dont nous parlerons plus loin, ont un spectre analogue.

3e *Classe*. — Ce sont les étoiles rouges qui composaient les deux dernières classes de Secchi.

III_a. — En dehors des raies sombres, le spectre présente des bandes nettement délimitées du côté violet et dégradées vers le rouge, comme les bandes telluriques. De plus, une absorption générale semble se produire du côté le plus réfrangible, de telle sorte que le spectre paraît terminé brusquement vers la raie G. Ainsi s'explique la coloration rougeâtre de ces étoiles, dont le plus bel exemple est Bételgeuse.

III_b. — Les bandes sombres sont larges, nettement délimitées du côté du rouge et dégradées vers le violet, comme les bandes des hydrocarbures. Cette subdivision, composée de petites étoiles rouges inférieures à la cinquième grandeur, est identique au quatrième type de Secchi.

L'identification des lignes de l'hélium avec certaines raies des spectres stellaires rendit cette classification insuffisante. Vogel la modifia en conséquence et fit rentrer dans le type I_a la plupart des étoiles du type I_b, tandis que le nouveau type I_b était consacré exclusivement aux étoiles dont le spectre présente les lignes sombres de l'hélium. De plus, la première subdivision fut encore séparée en trois parties.

79. **2e Classification de Vogel.** — I_{a1}. — Dans

les spectres de ce type, les lignes de l'hydrogène apparaissent seules, larges et fortement marquées. Aucune autre ligne n'est visible.

$I_{a\,2}$. — En plus des lignes de l'hydrogène, apparaissent quelques lignes métalliques, notamment celles du calcium, du magnésium et du sodium. Les lignes du calcium sont plus étroites que celles de l'hydrogène, et les autres raies métalliques sont très faibles. Aucune raie de l'hélium n'est visible.

$I'_{a\,3}$. — Les lignes du calcium sont presque aussi intenses et même surpassent parfois celles de l'hydrogène. Les lignes des autres métaux sont très marquées, et l'on en trouve un grand nombre se rapportant au fer. Les lignes de l'hélium sont absentes. Cette subdivision forme la transition naturelle du type I au type II.

I_b. — Les étoiles possédant les lignes de l'hélium sombres composent, comme nous l'avons dit, cette subdivision. Le type I_c est aussi divisé en deux catégories :

$I_{c\,1}$. — Les lignes brillantes appartiennent exclusivement à l'hydrogène.

$I_{c\,2}$. — On voit, en plus, des lignes brillantes correspondant à l'hélium, au calcium ou à d'autres métaux.

Les types suivants de la première classification de Vogel n'ont pas été modifiés. Nous allons examiner avec plus de détails les spectres de ces différents types.

80. **Étoiles du type I_a. — Spectre de l'hydrogène.** — Les étoiles caractéristiques de ce type sont, comme nous l'avons vu, celles dont le spectre ne présente que très peu de lignes métalliques. Pour α Lion, β Balance et α Ophiucus, on ne voit aucune de ces lignes, depuis F jusqu'à H. Au contraire, Sirius et Véga,

pour lesquelles on a trouvé avec des instruments puissants de nombreuses lignes métalliques, marquent déjà la transition avec les classes suivantes. Sirius renferme quatre-vingt-onze raies se rapportant principalement au fer. Pollux en contient encore plus. D'après MM. *Hemsalech* et *de Watteville,* le spectre du fer dans Sirius est analogue au spectre du fer dans la flamme du chalumeau oxhydrique.

Le spectre de l'hydrogène est très remarquable dans toutes les étoiles de ce type. *Huggins* a trouvé, dans la partie ultra-violette, douze raies qui appartiennent à l'hydrogène et dont les longueurs d'onde sont données par la formule de Balmer (p. 274)[1]. MM. *Hale, Deslandres, Evershed,* ont trouvé, comme nous l'avons vu, dans les protubérances solaires, d'autres raies de l'hydrogène correspondant à la formule de Balmer, et l'on pouvait croire que le spectre de l'hydrogène était constitué seulement par cette série de raies. Mais *Pickering* a découvert dans l'étoile ζ Poupe une série de lignes qui, à une constante près, peuvent aussi rentrer dans la formule de Balmer. Ces lignes, qui appartiennent probablement à l'hydrogène porté à une très haute température, forment la *deuxième série secondaire* de l'hydrogène, tandis que les premières formaient la *première série secondaire*. On trouva d'abord[2] que les lignes de la série de Pickering correspondaient à la série de Balmer, avec des coefficients différents :

$$\lambda = 4650 \frac{n^2}{n^2 - 4} - 1032.$$

[1] Voir le spectre stellaire en bas de la figure 35.
[2] *A. J.*, IV, 1896, p. 369; V, 1897, p. 92.

Cette série se termine pour $n = \infty$ à la longueur d'onde 3618, qui est voisine de la limite 3646 de la première série.

La formule de Balmer a été ensuite considérée comme un cas particulier (en prenant pour a un nombre entier) de la formule de Rydberg[1] :

$$\lambda = A \frac{(n+a)^2}{(n+a)^2+b}.$$

Les lignes de la série de Pickering correspondent bien aux valeurs données par la formule de Rydberg, en prenant $a = 0{,}5$ et en donnant aux constantes A et b les valeurs 3646,1 et -4 de la formule de Balmer. Dans ces conditions, la limite de la série de Pickering est la même que celle de la première série ; ses lignes tombent dans les intervalles formés par les raies de cette première série.

Nous donnons les longueurs d'onde et les noms des lignes des deux séries secondaires de l'hydrogène. La première colonne renferme les valeurs de $n + a$ correspondantes de la formule de Rydberg.

PREMIÈRE SÉRIE SECONDAIRE

3	6563,04	Hα(C)	10	3798,0	θ	17	3697,22	ο	24	3671,53	χ
4	4861,49	β(F)	11	3770,7	ι	18	3691,71	π	25	3669,52	ψ
5	4340,66	γ(G′)	12	3750,2	κ	19	3687,05	ρ	26	3667,70	ω
6	4101,89	δ(*h*)	13	3734,2	λ	20	3682,93	σ	27	3666,15	
7	3970,25	ε	14	3722,0	μ	21	3679,48	τ	28	3664,71	
8	3889,15	ζ	15	3712,0	ν	22	3676,43	υ	29	3663,40	
9	3835,6	η	16	3704,0	ξ	23	3673,81	φ	30	3662,14	
									31	3661,16	

SECONDE SÉRIE SECONDAIRE

3,5	5413,6	β′	5,5	4200,7	δ′	7,5	3924,0	ζ′	9,5	3815,7	θ′
4,5	4542,4	γ′	6,5	4026,0	ε′	8,5	3860,8	η′	10,5	3783,4	ι′

[1] *A. J.*, VI, 1897, p. 233.

Les raies de la seconde série ont été observées non seulement dans ζ Poupe, mais aussi dans quelques autres étoiles (δ, ε Orion); elles ne sont pas présentes dans les étoiles du type I_a, ni dans le spectre solaire.

Au moyen des valeurs de la première et de la deuxième série, *Rydberg* a calculé les longueurs d'onde de la *série principale* de l'hydrogène, qui sont les suivantes :

4687,9   2734,6   2386,5   2253,7   2187,6

La première seule de ces raies pourrait être visible dans un spectre stellaire, à cause de l'absorption de l'atmosphère terrestre. On a cru d'abord pouvoir l'identifier avec une raie qui se trouve fréquemment dans le spectre des nébuleuses, et dont la longueur d'onde, d'après les dernières déterminations de l'observatoire Lick', vaut 4685,8. Pickering a observé dans ζ Poupe et dans quelques autres étoiles une ligne $\lambda = 4688$ qui coïncide sans doute avec cette première raie [1].

Il est à remarquer que les lignes de l'hydrogène ne sont pas toujours absolument noires. Pour quelques étoiles, notamment Castor et α Vierge, le milieu de la raie semble un peu lumineux, et, pour ζ Orion, ce phénomène est tellement marqué, que l'on a peine à distinguer la raie qui se détache faiblement sur le fond lumineux. On peut expliquer ce fait, comme nous le verrons en parlant des étoiles du type I_c, en supposant que l'astre est entouré d'une atmosphère lumineuse très vaste dont le spectre, formé de lignes brillantes, se superpose au spectre d'absorption de l'étoile et en fait disparaître en partie les lignes sombres.

[1] *Observatory*, XXVIII, p. 48.

Les spectres stellaires présentent deux lignes du magnésium $\lambda = 4481$ et $\lambda = 4352$, qui méritent une mention spéciale. La première de ces lignes apparaît large et presque aussi forte que les lignes de l'hydrogène dans les étoiles de la première subdivision; son intensité décroît dans les groupes suivants, à mesure que le nombre des lignes métalliques augmente, et elle est semblable à toutes les autres lignes dans les spectres du type II_a. La seconde ligne, au contraire, devient de plus en plus visible dans les divisions successives du type I; elle est forte dans le type II_a et apparaît comme une des raies les plus marquées dans les spectres du type III_a. Or *Liveing* et *Dewar*, *Scheiner*, *Lockyer* ont montré qu'on retrouve les mêmes apparences dans l'arc et dans l'étincelle électrique. La première raie (4481) n'est pas visible dans le spectre de l'arc: elle ne peut être produite que par l'étincelle à haute tension, et alors elle est la raie la plus intense du spectre. La seconde raie (4352), au contraire, est faible dans le spectre de l'étincelle et forte dans l'arc électrique; son intensité est représentée par 2 dans le premier cas et par 8 dans le second. Or, on sait que la température de l'étincelle est plus élevée que celle de l'arc; l'apparence des lignes du magnésium dans les spectres stellaires semble donc une des meilleures preuves que l'on ait donné à l'appui de la théorie qui veut que l'ordre des types successifs de la classification de Vogel soit celui des températures décroissantes des étoiles. Pourtant ces déductions ont été contestées, notamment par *Hartmann*.

Dans le spectre de l'étincelle électrique, la raie 4481 a aussi une apparence très variable, tantôt fine

et tantôt large et diffuse. On peut espérer tirer de ces variations des renseignements sur les conditions physiques des atmosphères stellaires, où la raie 4481 présente aussi ces diverses apparences. *Huggins* a fait, dans ce but, des expériences qui lui ont montré que les modifications de cette ligne, tant en intensité qu'en caractère, sont surtout produites par la nature de la décharge électrique, tandis que son apparence est peu influencée par l'intensité ou la tension du courant employé. Lorsqu'on place une bouteille de Leyde dans le circuit secondaire, la raie est extrêmement large et diffuse; elle redevient fine et faible quand on supprime la bouteille de Leyde. Les recherches de *Schuster*, *Hemsalech*, etc., ont montré qu'on modifie également l'apparence de la raie en rendant l'étincelle oscillante par l'introduction d'une self-induction dans le circuit.

Le spectre de silicium présente un intérêt analogue. Il a été étudié par M. *de Gramont*, qui a recherché dans le laboratoire les raies qui persistent ou, au contraire, disparaissent quand on introduit une self-induction dans le circuit. Or les étoiles de la première classe, ou étoiles à hydrogène et à hélium, présentent les raies du silicium qui disparaissent sous l'influence de la self-induction; les étoiles à hélium donnent avec intensité les raies qui disparaissent les premières. Au contraire, les étoiles de la seconde classe, ou du type solaire, ne renferment que les raies du silicium dans l'arc électrique; enfin les étoiles de la troisième et de la quatrième classe ne présentent aucune raie du silicium.

L'apparence des raies dans les spectres stellaires peut

donc nous renseigner sur les températures et les conditions physiques des atmosphères des étoiles. Pourtant les conclusions qu'on en tire sont encore hypothétiques. Lockyer a cherché, notamment, à distinguer les spectres stellaires qui présentent des raies renforcées; car on admettait que ces raies n'existent que dans l'étincelle, qui est plus chaude, comme nous l'avons dit, que l'arc électrique. Mais des expériences récentes de *Hartmann* et *Eberhardt*, *Fabry* et *Buisson*, *Duffield*, ont montré que les raies renforcées existent aussi dans l'arc électrique près des électrodes. MM. *Hemsalech* et *de Watteville* ont observé récemment que les raies de l'étincelle se trouvaient aussi dans les spectres de flamme, et même qu'elles disparaissaient dans les flammes les plus chaudes. Il faut donc encore faire des réserves sur les conclusions que la présence ou l'apparence de certaines raies pourait indiquer concernant les températures des astres. On peut aussi évaluer la température des étoiles d'après la position du maximum d'intensité de leurs spectres, mais les lignes noires font varier les intensités relatives des différentes parties du spectre. Il faudrait déterminer l'intensité de parties du spectre dépourvues de raies noires, ce qui semble bien difficile avec des spectres aussi dispersés.

81. **Étoiles du type I_b. — Spectre de l'hélium.** — Certaines étoiles, rangées d'abord dans ce type par Vogel, présentaient des raies noires d'origine inconnue, et que l'on avait nommées « lignes d'Orion », parce qu'on les trouvait dans le spectre des plus belles étoiles de cette constellation, à l'exception de Bételgeuse. Les longueurs d'onde de ces raies λ 4472 et λ 4026 ont été identifiées depuis par Vogel avec deux raies de

l'hélium λ 4471,6 et λ 4026,3. *Campbell* et *Keeler* ont ensuite trouvé dans le spectre de β Orion (Rigel) et de ε Orion la raie noire D_3. Les étoiles de ce type sont

SPECTRE DE β ORION (étoile à hélium).

Nº	λ	ÉLÉM.		Nº	λ	ÉLÉM.	
1	4026,5	He		22	4549,3		faible
2	4101,8			23	4553,0		
3	4121,8	He		24	4558,3		
4	4128,4			25	4583,1		faible
5	4129,0			26	4584,1		
6	4131,3			27	4714	He	forte
7	4142,5			28	4861	Hγ	très forte
8	4144,5	He		29	4924	He	assez forte
9	4233,5			30	5016	He	forte
10	4267,8			31	5033		faible
11	4347	H	très forte	32	5056		faible
12	4351,8	Mg	très faible	33	5168		assez forte
13	4388,1	He	assez forte	34	5316		faible
14	4437,7	He		35	5454		faible
15	4418		très faible	36	5876	He (D_3)	très forte
16	4425		très faible	37	5890	Na (D_2)	douteuse
17	4439		faible	38	5896	Na (D_1)	»
18	4446,7		faible	39	5902		faible
19	4471,6	He	forte	40	5925		faible
20	4481,3		forte	41	5959		douteuse
21	4509		très faible				

maintenant appelées étoiles à hélium. Le spectre de l'hélium se compose de deux séries principales de lignes, ayant chacune deux séries secondaires, soit six séries en tout. On trouvera les principales de ces lignes dans la notice de M. de Gramont (*Annuaire du Bureau des Longitudes*, 1909).

Dans les spectres de ce type, les lignes de l'hydrogène sont aussi fortes que celles de l'hélium ; ce sont les

lignes de la première série secondaire et, pour quelques étoiles, celles de la série de Pickering. La raie 4481 du magnésium et l'absence du triplet *b* donné par le même élément semblent prouver que ces étoiles ont une température très élevée. Nous donnons, d'après Scheiner et Keeler, les principales lignes photographiées dans le spectre de Rigel. Les raies 1 et 19 sont les plus facilement visibles dans les étoiles de ce type.

82. **Étoiles du type I_c. Théorie de Scheiner.** — On crut d'abord que les spectres des étoiles de ce type ne présentaient que des raies brillantes sans aucune raie noire. Ce n'est qu'assez récemment que l'on a observé et surtout photographié les raies noires dans le spectre de β Lyre et de γ Cassiopée, qui sont les plus belles étoiles de ce groupe. Lorsqu'un spectre stellaire présente des lignes brillantes sans lignes noires sur un fond continu, ce fait ne peut s'expliquer, si l'on se base seulement sur la loi de Kirchhoff, que par une température plus élevée de la couche gazeuse qui entoure l'étoile par rapport à celle du noyau. Si la température était la même, aucune ligne ne serait visible, et les raies noires apparaîtraient seulement quand la température de l'atmosphère serait plus faible que celle du noyau. On peut donc supposer d'abord, pour expliquer l'apparence du type I_c, que l'atmosphère gazeuse est portée à une haute température ; mais, comme un corps chaud est toujours plus froid à sa surface, on est obligé d'admettre, dans ce cas, des conditions particulières et dont nous n'avons jamais observé d'exemples. On doit admettre, par exemple, une chute de nombreuses météorites pénétrant dans les

couches hautes de l'atmosphère de l'étoile et les portant à une température élevée ; mais, avec cette théorie, on s'expliquerait mal que l'on n'observe que les raies de l'hydrogène brillantes et non pas aussi celles des différents métaux contenus dans les météorites.

Il est beaucoup plus simple de supposer que l'étoile est entourée d'une atmosphère gazeuse très étendue, mais se trouve pourtant située à une assez grande distance de nous pour que cette atmosphère, dont le diamètre est du même ordre de grandeur que celui du noyau, paraisse aussi réduite à un point. Dans ce cas, le spectre de lignes brillantes de la partie de l'atmosphère qui se projette en dehors du disque de l'étoile peut être plus intense que le spectre d'absorption à raies noires donné par le noyau, et les lignes brillantes peuvent se détacher sur le fond continu. Cette explication a l'avantage de ne supposer aucune condition physique dont nous n'ayons l'exemple et aussi d'avoir reçu un commencement de vérification expérimentale. *Campbell* a observé, en effet, dans une étoile du type I_c, que les lignes brillantes semblaient plus longues que la largeur du spectre continu. Nous verrons aussi que Keeler a trouvé que les lignes brillantes de la nébuleuse d'Orion coïncident avec certaines raies noires d'une étoile du Trapèze. Cette étoile, si elle était observée à une distance telle que le diamètre de la nébuleuse soit insensible, donnerait sans doute un spectre du type I_c. Les observations des Pléiades montrent aussi que les étoiles sont fréquemment entourées d'une nébulosité étendue.

Cette seconde explication est d'ailleurs la seule pos-

sible quand il existe, dans le même spectre, des raies brillantes et des raies noires. En effet, il est difficile d'admettre, dans ce cas, une disposition de couches de vapeurs qui permettrait de rendre compte de ce phénomène. Il est plus naturel d'admettre que l'étoile possède une atmosphère mince, comparable à la couche renversante du Soleil, et donnant un spectre d'absorption ; au-dessus se trouverait une atmosphère très vaste, semblable à la chromosphère, mais beaucoup plus étendue et dont le spectre de lignes brillantes se superposerait au premier. On s'explique aussi facilement que, dans les étoiles du type I_c et aussi dans les étoiles à spectre anomal, que nous examinerons tout à l'heure, les lignes brillantes semblent plus étroites que les lignes sombres sur lesquelles elles se projettent et paraissent en conséquence bordées de noir. La lumière du noyau doit en effet traverser toutes les couches de l'atmosphère, y compris les couches les plus basses; la largeur des lignes d'absorption doit donc être considérable. La lumière du spectre d'émission, au contraire, contient bien des rayons venant des couches basses, mais en petite quantité, en raison du peu de surface apparente de ces couches. Cette lumière se compose surtout de rayons venant des couches extérieures de l'atmosphère, qui sont beaucoup moins denses, et, par conséquent, les lignes brillantes doivent être plus étroites que les lignes d'absorption.

Cette théorie explique aussi les différences d'intensité des raies noires dans les types précédents. *Scheiner* range, d'après cela, les étoiles de la première classe de Vogel, suivant que le spectre d'émission est plus ou moins intense comparé au spectre d'absorption.

1re Catégorie. — La hauteur de l'atmosphère est faible. Les lignes d'absorption noires sont seules visibles, et la courbe qui représente leur intensité présente un minimum en son milieu. Ce minimum est plus ou moins accusé, suivant que la différence de température entre le noyau et l'atmosphère gazeuse est plus ou moins grande. Ces étoiles correspondent au type I_a de Vogel. Leurs raies sont représentées par les courbes 1, 2, 3 de la figure 37.

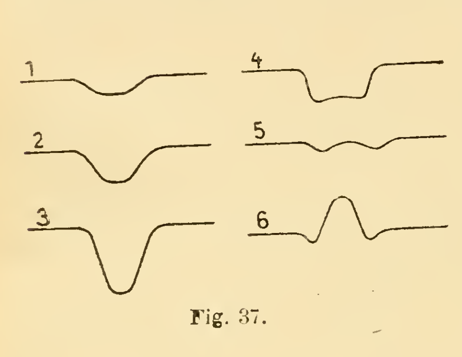


Fig. 37.

2e Catégorie. — La hauteur de l'atmosphère est telle, que les lignes d'émission ont à peu près la même intensité que le fond continu du spectre. Les lignes brillantes étant plus étroites que les lignes noires, la courbe d'intensité résultante présentera en son centre un maximum d'intensité plus ou moins accusé. Voir les courbes 4, 5, de la figure 37.

3e Catégorie. — L'épaisseur de l'atmosphère est assez grande pour que l'éclat des lignes brillantes surpasse l'intensité du fond du spectre. On aura alors la courbe 6 de la figure 37.

Scheiner a trouvé des étoiles pour lesquelles les courbes d'intensité des raies représentent précisément ces courbes théoriques. Ce sont les suivantes :

Courbe 1...	ξ Grande-Ourse.	Courbe 4...	η Grande-Ourse.
Courbe 2...	α Ophiucus.	Courbe 5...	δ Orion.
Courbe 3...	α Gémeaux.	Courbe 6...	γ Cassiopée.

83. **Spectre de β Lyre.** — On trouve dans ce spectre des raies brillantes se rapportant à l'hydrogène, à l'hélium et à des éléments inconnus ; il y a aussi des bandes sombres assez larges correspondant aux lignes de l'hydrogène. *Vogel* puis *Gothard* attirèrent l'attention sur le fait que les lignes brillantes ont une intensité variable. Ces faits furent confirmés par *Pickering*, qui remarqua de plus que les lignes brillantes étaient déplacées périodiquement par rapport aux lignes sombres plus larges sur lesquelles elles se superposent, de telle sorte que les lignes de l'hydrogène semblaient présenter une partie sombre bordée d'une ligne brillante tantôt du côté le plus réfrangible, tantôt du côté opposé. De plus, les raies brillantes paraissaient parfois dédoublées. Des observations analogues ont été faites par *Belopolski* ; il trouva notamment que la ligne D_3 était quelquefois double et qu'elle disparaissait parfois complètement. *Keeler* trouva que cette raie était toujours visible avec la grande lunette de l'observatoire Lick ; mais il confirma la variation de son intensité. *Vogel*, *Lockyer*, étudièrent aussi ce spectre. De toutes ces observations, il résulte que le spectre de β Lyre présente des variations d'intensité, des dédoublements et des changements périodiques de position des lignes brillantes par rapport aux lignes obscures. Or on sait que β Lyre est une étoile variable, dont l'éclat présente deux valeurs maxima égales et deux valeurs minima inégales dans une période de treize jours environ. Cette variation d'éclat, accompagnée d'une variation de même période dans l'apparence du spectre, amène tout naturellement à penser qu'il s'agit là d'un couple formé par deux

SPECTRE DE β LYRE

LIGNES NOIRES *n*. LIGNES BRILLANTES B

587,94	B	} [D_3].
587,15	B	
580,07	*n*	très étroite.
577,18	*n*	très étroite.
572,57	*n*	faible.
567,59	*n*	large, bord r. brill.
566,11	*n*	tr. larg., bord r. brill.
564,33	*n*	étroite.
563,63	*n*	très étroite.
560,19	?	
545,12	*n*	très étroite.
542,98	*n*	très large.
535,90	—	
532,96	*n*	} très étroite.
532,67	*n*	
531,34	*n*	faible.
527,63	*n*	large.
526,45	*n*	large, à peine vis.
526,16	*n*	étroite, faible.
517,16	*n*	parfois double.
516,75	*n*	très large.
515,56	*n*	faible.
512,54	*n*	très large.
506,29	*n*	à peine visible.
505,91	*n*	dans une bande brill.
505,50	*n*	
505,20	*n*	
501,40	*n*	forte, bords brill.
496,49	*n*	très étroite.
496,17	*n*	très étroite.
495,52	?	
494,01	*n*	très étroite.
493,20	B	très large.
492,61	*n*	} bords d'une
492,09		large ligne noire.
36 491,85	B	
[F]	*n*	bords brillants.
473,68	*n*	large, diffuse.
472,27	*n*	bord d'une large l.
471,60		} bords brillants,
471,25		parfois doubles.
471,02		bord brillant.
470,71	*n*	bords brillants.
465,17	*n*	faible.
464,16	*n*	très faible.
463,81	*n*	étroite, faible.
463,47		} bords brillants
462,63		de la ligne suiv.
463,05	*n*	tr. large, bords brill.
458,67	*n*	fine.
458,15	*n*	fine.
457,77	*n*	diffuse, faible.
457,48	*n*	faible.
456,79	*n*	large, très faible.
456,02	*n*	à peine visible.
455,23	*n*	très large, faible.
454,78	*n*	très large.
454,43	*n*	faible.
453,64	*n*	très étroite.
452,56	*n*	étroite.
452,02	*n*	faible.
451,86	*n*	très faible.
451,39	*n*	très faible.
451,18	*n*	très faible.
451,04	*n*	très faible.
450,63	*n*	étroite.
449,44	*n*	à peine visible.
448,41	*n*	large.
448,09	*n*	
447,84	*n*	fine.
447,48	B	large.
447,15	*n*	large, bords brill.
444,63	*n*	très faible.
443,59	*n*	
441,92	*n*	très étroite.
[Hγ]	*n*	

étoiles ayant des spectres différents et qui s'éclipsent périodiquement l'une l'autre. Si l'on ne considère que les raies sombres, le spectre de β Lyre semble formé de deux spectres superposés, dont l'un serait semblable à celui de Rigel, l'autre à celui de Bellatrix. Le spectre a une apparence identique quand on l'observe à la même distance du minimum principal.

Belopolski compara la position des lignes brillantes à un spectre d'hydrogène produit par un tube de Geissler. Il trouva que, si l'on suppose que les déplacements des raies sont dus au mouvement orbital d'une des composantes, la vitesse radiale de cette composante oscille entre $\pm$ 60 kilomètres, les époques où cette vitesse est nulle coïncidant avec le moment du minimum d'éclat. Belopolski obtint ensuite une courbe de vitesses radiales au moyen d'une raie obscure correspondant à la seconde étoile et détermina ainsi complètement les éléments de l'orbite de ce système[1].

L'étoile P du Cygne offre, d'après *Keeler*, un spectre analogue à celui de β Lyre; elle est identique à l'étoile temporaire qui apparut en 1600 et en 1659. A ces époques, elle atteignit la seconde grandeur, tandis qu'elle ne dépasse pas maintenant la cinquième. Elle présente les raies brillantes C, D_3, F, H_γ, etc.

γ Cassiopée a un spectre plus simple, mais de même nature; il comporte certainement des lignes noires et des lignes brillantes, et, comme pour β Lyre, la visibilité de ces dernières, et surtout de D_3, semble variable.

Le spectre de Pleïone comprend également les lignes

[1] Voir Ch. André, *Traité d'astr. stell.*, p. 282.

brillantes de l'hydrogène C et F. D'après *Miss Maury*, cette dernière est brillante sur une bande noire.

Les principales étoiles du type I_c sont : φ et ψ Persée, δ et μ Centaure, χ Ophiucus, π Verseau, u Sagittaire, etc. Leur nombre n'est pas considérable et ne dépasse guère une cinquantaine.

84. **Spectre stellaire anomal.** — *Pickering* et *Campbell* ont découvert, dans ces dix dernières années, quelques étoiles qui présentent un spectre tout à fait extraordinaire : certaines lignes de l'hydrogène sont brillantes, les autres noires.

La première étoile observée fut γ Argus, pour laquelle la seule ligne brillante de l'hydrogène est H_α. Elle fut étudiée, malgré sa faible hauteur au-dessus de l'horizon, à l'observatoire Lick. Son spectre se compose d'une partie continue, particulièrement intense dans le bleu et dans le violet, de lignes noires et de quelques lignes brillantes, dont voici les longueurs d'onde :

λ... 5470, 5135, 5020, 4940, 4787, 4467, 4330, 4270.

Pickering a aussi observé ce spectre à l'observatoire d'Aréquipa et a vérifié photographiquement que les lignes ultra-violettes de l'hydrogène sont noires, tandis que H_α est brillante. En dehors de cette anomalie, le spectre de γ Argus se rapporterait plutôt au type II_b qu'au type I_c.

Dans la plupart des étoiles à spectre anomal, les deux premières lignes de l'hydrogène H_α et H_β sont brillantes, et les autres noires. Dans le spectre de η Taureau (Alcyone), H_α est seule brillante et toutes les autres noires. Dans γ Argus, H_α est brillante; H_β est

sombre, mais ses deux bords, surtout celui du côté rouge, paraissent être un peu plus brillants que le spectre continu adjacent ; les autres lignes de l'hydrogène sont d'autant plus noires que l'on avance davantage vers la partie la plus réfrangible du spectre. γ Cassiopée, dont nous avons examiné le spectre à propos de la classe I_c, doit aussi être rangée, depuis les observations photographiques, parmi les étoiles à spectre anomal ; son spectre présente, en effet, les lignes de l'hydrogène brillantes dans la partie visuelle, mais sombres à l'extrémité de l'ultra-violet.

L'existence simultanée, dans un spectre, de lignes brillantes et sombres d'un même élément semble en contradiction formelle avec la loi de Kirchhoff. *Scheiner* a expliqué ce phénomène au moyen de la même théorie, qui rend compte de l'existence des lignes brillantes du type I_c et des apparences diverses des lignes noires du type I_a. Il suppose que le noyau de l'étoile est entouré d'une vaste atmosphère d'hydrogène, dont les parties qui se projettent en dehors du noyau donnent un spectre d'émission se superposant dans le spectroscope au spectre d'absorption de l'étoile elle-même. Cette atmosphère est naturellement plus froide à sa partie extérieure ; or les lignes de l'hydrogène doivent apparaître successivement dans leur ordre de réfrangibilité croissante à mesure que la température augmente ; les parties extérieures de l'atmosphère stellaire doivent donc donner seulement la raie H_α, les parties plus basses H_α et H_β, etc. La raie H_α, produite par toute la partie de l'atmosphère extérieure au noyau, est donc plus intense que les raies suivantes données par une partie moins large de l'atmosphère,

et le spectre d'émission doit présenter des lignes brillantes dont l'intensité décroît du rouge au violet. Ces lignes, se superposant aux lignes noires du spectre du noyau, pourront donner lieu à toutes les apparences observées dans les étoiles à spectre anomal. Si l'atmosphère est mince ou si sa température est peu élevée, les lignes sombres sont seules visibles, et l'on a les étoiles du type I_a. Si elle est plus épaisse ou plus brillante, la ligne H_α devient plus claire et finit par se détacher sur le fond continu (Alcyone). Si l'atmosphère augmente encore, on verra apparaître H_α et H_β, comme dans la plupart des étoiles à spectre anomal, puis les lignes suivantes, comme dans le spectre de γ Cassiopée. Enfin, si l'atmosphère est assez vaste et si sa température est suffisamment élevée, toutes les lignes de l'hydrogène doivent être renversées et apparaître brillantes, comme dans les étoiles du type I_c. On voit donc que les étoiles à spectre anomal peuvent être considérées comme la transition entre les étoiles du type I_c et les étoiles du type I_a.

Nous devons faire remarquer ici que, si les grandes divisions de la classification de Vogel représentent probablement l'ordre des étoiles rangées suivant leur température décroissante, c'est-à-dire suivant leur développement plus ou moins avancé, l'ordre des subdivisions I_a, I_b, etc., ne semble pas correspondre à cette succession. Il est probable, au contraire, que les étoiles à lignes brillantes du type I_c et les étoiles à hélium sont plus jeunes que les étoiles du type I_a. On place même souvent maintenant les étoiles de Wolf-Rayet (type II_b) avant les quatre classes de la classification de Secchi.

85. **Type II$_a$. Étoiles du type solaire.** — Comme nous l'avons dit, les spectres de ce type sont tous semblables et identiques, à quelques modifications près, à celui du Soleil. Il y a donc peu de choses à dire sur ces étoiles. Leur constitution physique doit être la même que celle du Soleil.

Le spectre de α Cocher a été étudié par *Huggins* d'abord visuellement, en 1863, puis photographiquement, en 1880. *Vogel* l'a observé en 1871 ; *Scheiner* mesura la position de 290 raies comprises entre λ 4124 et λ 4668 et les compara aux lignes du spectre solaire données par le même instrument. Il montra ainsi que les deux spectres coïncident ligne pour ligne et même que les intensités relatives des raies sont presque les mêmes dans les deux cas.

Le spectre de α Taureau a été étudié d'abord par

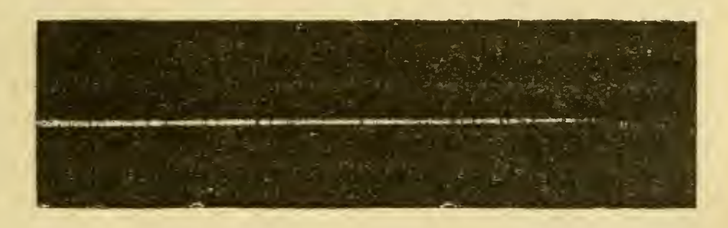


Fig. 38. — Spectre photographique d'Arcturus.

Vogel et par Huggins. Ce spectre est aussi semblable à celui du Soleil, mais présente quelques différences dans l'intensité relative des groupes de raies.

Dans le type II *a* se trouvent des étoiles dont le spectre diffère un peu du spectre solaire par le renforcement et l'élargissement des raies, qui semblent ainsi avoir une tendance à former des bandes plus ou moins

larges. Ces modifications, qui correspondent sans doute au développement progressif de l'étoile, forment la transition avec le type III *a*. On peut ainsi ranger ces étoiles dans l'ordre suivant : α Cocher, α Bouvier, α Taureau et enfin α Grande-Ourse, qui marque la dernière période, mais qui doit être encore rangée dans le type II *a*, parce qu'elle ne présente pas encore les bandes caractéristiques des types suivants.

86. **Type II*b*. Étoiles de Wolf-Rayet.** — Les étoiles qui composent ce groupe sont des plus intéressantes. On supposait autrefois que leur spectre était identique à celui des étoiles nouvelles. Aujourd'hui que l'on connaît mieux ces derniers astres, on admet que cette ressemblance est plus apparente que réelle; aussi examinerons-nous à part le spectre des étoiles nouvelles.

Wolf et *Rayet* découvrirent, en 1867, dans la constellation du Cygne, trois petites étoiles dont le spectre comprenait à la fois des lignes brillantes et des lignes sombres. Ils ne purent identifier aucune des lignes brillantes avec les lignes connues du spectre solaire. Les spectres de ces trois étoiles se ressemblent beaucoup, bien qu'ils ne soient pas identiques, et comme elles ont été découvertes dans un espace de 1° carré, on considéra comme probable qu'un rapport physique devait exister entre ces trois astres.

Aujourd'hui on connaît environ cinquante-cinq étoiles de ce type, qui sont toutes faibles, si l'on met de côté γ du Navire. Les étoiles les plus brillantes de ce type sont : A. G. C. 14684, 17840, 22748, 22843 et 23072, dont les grandeurs sont comprises entre 6 et 7. Pickering a donné un tableau des latitudes et des lon-

gitudes galactiques de ces étoiles. Il est remarquable, en effet, que toutes ces étoiles soient situées dans la Voie lactée ou à une très petite distance de celle-ci.

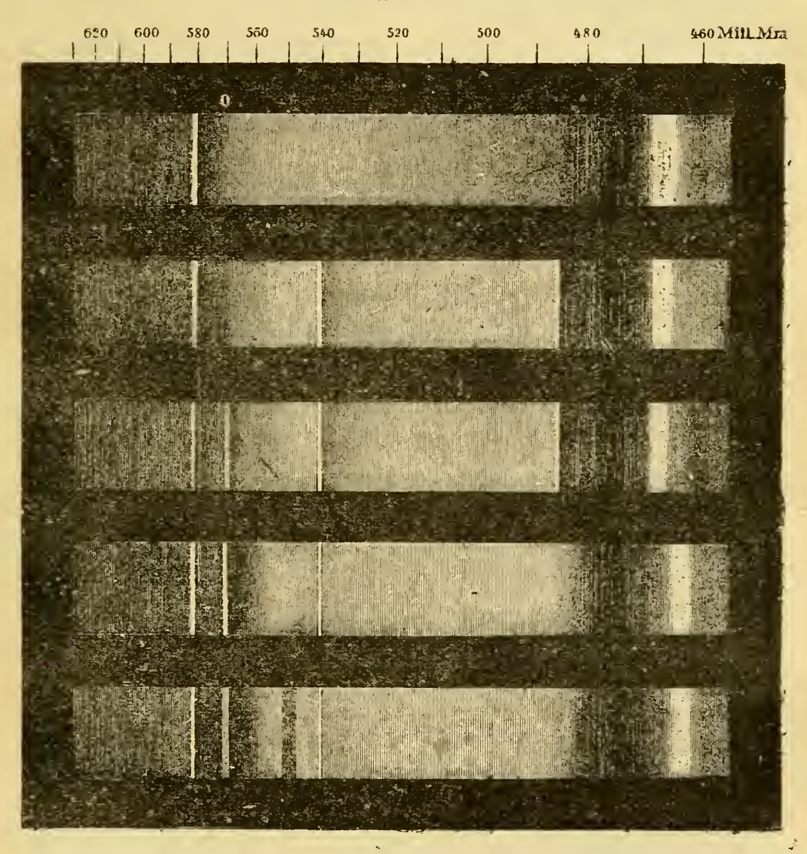


Fig. 39. — Étoiles de Wolf-Rayet.

Secchi observa le spectre des trois étoiles de Wolf-Rayet et les rangea dans son quatrième type, tandis que Pickering proposait d'en faire une cinquième classe, qui aurait contenu en même temps les nébuleuses planétaires. Vogel fit une étude très détaillée

de ces spectres (fig. 39). Copeland, en 1884, donna les valeurs suivantes pour les longueurs d'onde des principales lignes de ces étoiles :

W.R. 1	»	»	5412	5220	4695
W.R. 2	5824	5689	5410	»	4654
W.R. 3	5810	5704	»	5233	4649

Les photographies de Pickering montrèrent, en plus, les lignes brillantes de l'hydrogène : λ 4341, 4102, 3970 et 3889, et un certain nombre d'autres lignes brillantes. Dans ces étoiles on trouve plutôt les raies de la deuxième série secondaire de l'hydrogène, qui sont caractéristiques de ce type.

Les spectres de toutes les étoiles de la classe II_b qui ont une déclinaison assez grande, ont été observés à la grande lunette de l'observatoire Lick, et leurs longueurs d'onde ont été mesurées par Campbell, dans la partie visuelle, en 1892. Campbell fit ensuite des photographies de ces spectres et trouva un grand nombre de nouvelles lignes brillantes, parmi lesquelles nous citerons :

λ 4626, 4541, 4509, 4480, 4473, 4442, 4389, 4369, 4341, 4318, 4273, 4228, 4200, 4102, 4063.

Il détermina aussi les courbes d'intensité pour trois de ces étoiles. Nous donnons la reproduction d'une de ces courbes (fig. 40), qui correspond bien, comme on voit, avec les dessins de Vogel.

L'origine de la plupart des lignes des étoiles de ce type est inconnue. Pourtant on a pu identifier, outre les lignes de l'hydrogène, quelques-unes des lignes de l'hélium et du magnésium. L'existence du fer dans

l'atmosphère de ces étoiles est aussi très vraisemblable, car on a trouvé plusieurs coïncidences avec les lignes du fer, et précisément avec celles qui sont le plus visibles dans le spectre de la chromosphère. D'après Lockyer, la bande brillante située dans le bleu serait due au carbone. La présence des lignes de l'hydrogène et de l'hélium amène à comparer ces spectres à ceux des nébuleuses ; Campbell a observé dans la nébuleuse N.G.C 7027 une ligne dont la longueur d'onde est

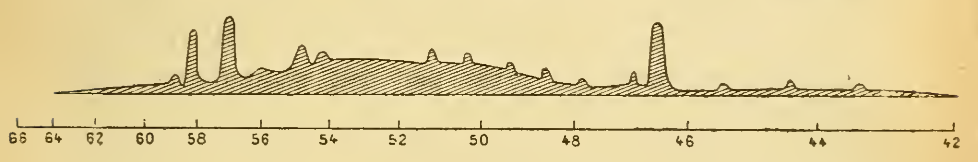


Fig. 40.

5412, et, dans trois autres nébuleuses, une autre ligne 4687 qui est peut-être la première raie de la série principale de l'hydrogène. Il est probable que ces lignes sont les mêmes que celles qui sont présentes dans presque toutes les étoiles de la classe II_b. On trouve aussi dans les nébuleuses deux raies 4230 et 4067, qui coïncident peut-être avec les raies 4228 et 4063 de ce type. Pourtant les deux principales lignes des nébuleuses ne se trouvent pas dans ces étoiles.

L'explication de l'apparence des spectres de ce type pourrait être simplifiée s'il était possible d'y voir la superposition de deux spectres donnés par deux corps différents, comme cela a lieu pour β Lyre ; mais, dans ce cas, les vitesses radiales des composantes devraient amener des déplacements périodiques de raies, si l'on met de côté l'hypothèse tout à fait invrai-

semblable d'une coïncidence optique des deux étoiles. Il pourrait se faire, toutefois, que le mouvement soit assez lent pour que les déplacements de raies soient très faibles et aient une très longue période. On peut expliquer plutôt l'apparence de ces spectres, comme pour tous les spectres à lignes brillantes, par la théorie de Scheiner que nous avons vue plus haut.

Nous devons faire remarquer que la distinction entre les étoiles à raies brillantes et celles qui n'offrent que des raies sombres n'est pas absolument nette, en ce sens qu'on ne sait pas si l'absence de raies brillantes ou doublement renversées n'est pas due seulement à la faiblesse des spectres stellaires, qui ne permet pas de se servir d'une dispersion suffisante. Si l'on pouvait employer des instruments puissants, on apercevrait peut-être dans les spectres de certaines étoiles à raies sombres des raies brillantes ou des lignes brillantes au milieu des raies sombres. On est naturellement amené à le penser, si l'on considère l'exemple du Soleil. Observé avec un spectroscope assez faible, le Soleil fait évidemment partie de la classe des étoiles sans raies brillantes; mais, si l'on examine son spectre moyen avec un spectrographe très puissant, comme l'a fait M. *Deslandres,* on aperçoit, au milieu des lignes sombres H et K, les composantes brillantes H_2 et K_2, comme on pouvait le prévoir, puisque ces raies brillantes sont visibles sur tout le disque. Le Soleil est donc une étoile à lignes brillantes, bien que celles-ci soient très faibles. A plus forte raison, il doit exister un grand nombre d'étoiles jaunes qui présentent le même phénomène, que l'on ne peut pas mettre en évidence à cause de leur éclat beaucoup trop faible.

Nous pouvons ajouter que la quantité de facules visibles sur le Soleil variant périodiquement, la visibilité des raies brillantes H_2 et K_2 dans le spectre moyen du Soleil doit aussi être variable. L'éclat du Soleil change d'ailleurs, sans doute, avec le nombre périodiquement variable de taches et de facules, de telle sorte que le Soleil peut aussi être considéré comme une étoile variable.

87. **Étoiles du type III_a. — Spectre de l'oxyde de titane.** — Ce groupe contient beaucoup de variables à longue période. Les lignes du spectre sont plus fortes et plus larges que dans le type II_a, de telle sorte qu'elles forment des bandes qui coïncident avec celles du spectre solaire observé avec une faible dispersion, mais sont plus intenses. De plus, il y a de véritables bandes d'absorption très noires, qui se superposent au spectre à raies fines et font disparaître complètement, par endroits, le spectre continu.

La présence de ces bandes d'absorption, qui sont terminées nettement du côté du violet et dégradées du côté du rouge, est caractéristique des spectres des combinaisons chimiques, et ce fait prouve qu'à une certaine hauteur, tout au moins, l'atmosphère de ces étoiles a une température assez basse pour que des combinaisons puissent s'effectuer et se maintenir.

Les longueurs d'onde de ces bandes, que l'on retrouve dans toutes les étoiles de ce type, ont été déterminées d'abord visuellement par *Vogel, Duner* et *Maunder*. Bételgeuse, la plus belle étoile de ce type, en comprend 10 très nettement visibles; α Hercule et β Pégase en montrent presque autant; ρ Persée, R Lion, α Scorpion en montrent nettement 5 ou 6.

Les nombreuses lignes noires du spectre de Bételgeuse ont été étudiées par *Huggins*, qui en mesura 78, puis par *Vogel*, qui en observa 87, et enfin par *Duner*. *Scheiner* détermina par la photographie la position de 169 raies entre λ 4295 et λ 4625. Ce spectre, comparé à celui du Soleil, offre une grande ressemblance en ce qui concerne les lignes des vapeurs métalliques. La principale différence consiste dans le fait que les lignes de Bételgeuse sont plus fortes, plus larges et plus diffuses. Scheiner observa également que beaucoup des plus fortes lignes du spectre de l'étoile ont un de leurs bords nébuleux ou diffus, ce qui leur donne l'apparence, en miniature, d'une bande dégradée d'un côté et nette de l'autre ; le côté nébuleux n'est d'ailleurs pas le même pour toutes ces lignes. Il est impossible de dire si ce fait est dû à une apparence particulière de la ligne elle-même ou à une bande semblable, par exemple, à celle des hydrocarbures, et que l'on pourrait résoudre en lignes fines avec une dispersion suffisante. Scheiner remarqua qu'une pareille dissymétrie dans l'apparence des raies a été observée par Vogel dans certaines raies des taches solaires, et il y vit une indication que, dans un cas comme dans l'autre, ce phénomène se réduit à la même cause, c'est-à-dire à la température plus basse des vapeurs métalliques. Plus récemment *Stebbins* a mesuré par la photographie la position d'un grand nombre de raies des spectres du type III_a.

L'origine des bandes d'absorption était restée inconnue jusqu'à ces dernières années ; mais *Fowler* a montré que, dans certaines conditions, le spectre du titane présente des bandes dégradées qui coïncident avec

celles des étoiles du type III_a. Nous donnons la comparaison des longueurs d'onde trouvées visuellement par Vogel et par Duner pour α Orion (Bételgeuse) et pour α Hercule, et des valeurs obtenues photographiquement par Stebbins avec les positions des bandes du titane.

N°	VOGEL-DUNER	STEBBINS	OX. DE TITANE	N°	VOGEL-DUNER	STEBBINS	OX. DE TITANE
1	6493	—	—	—		4848	4847
2	6164	—	6163	—		4808	4806
3	5862	—	—	9	4767	4761	4762
4	5596	—	5605	—		4737	4738
—	—	5497	5498	—		4714	4715
5	5453	5447	5447	—		4667	4667
6	5243	—	5241	—		4626	4626
7	5169	5166	5168	10	4584	4608	4584
8	4960	4955	4955	—		4422	4422

Ces bandes paraissent se rapporter à l'oxyde de titane, car elles apparaissent surtout lorsqu'on volatilise ce corps dans l'arc électrique. On les obtient aussi au moyen du chlorure de titane et de l'étincelle électrique. Il se peut aussi que ces bandes correspondent à un spectre du titane seul à basse température.

Hale a montré que les mêmes bandes se retrouvent dans le spectre des taches solaires ; ce fait a été confirmé par *Cortie*. *Hale et Adams* ont comparé le spectre photographique de Bételgeuse au spectre des taches observé par Mitchell ; ils ont trouvé, dans un cas comme dans l'autre, de nombreuses lignes et bandes élargies ou renforcées par rapport à celles du spectre solaire. La similitude du spectre des étoiles du type III_a et du

spectre des taches, qui avait déjà frappé *Secchi*, semble donc se confirmer de plus en plus, et il est à peine utile de noter l'intérêt de cette constatation pour l'établissement des théories cosmogoniques.

Depuis longtemps la présence de taches sur les étoiles du type III_a avait été invoquée pour expliquer leur variabilité. On supposa d'abord que ces étoiles présentaient des taches analogues aux taches solaires, mais beaucoup plus grandes par rapport à leur surface, et que ces taches étaient plus nombreuses dans une hémisphère que dans l'autre. Dans ces conditions, l'éclat de l'astre doit varier et avoir une période égale au temps de sa rotation. Cette théorie permet d'expliquer les changements périodiques d'intensité et aussi toutes les petites variations accidentelles qui peuvent se présenter, car les taches sont toujours variables en position et en grandeur. Pourtant on s'expliquerait mal ainsi la durée très longue de rotation qu'il faudrait supposer pour certaines étoiles; de plus, cette explication semble contredite par le fait que des lignes brillantes apparaissent dans le spectre des étoiles variables au moment du maximum d'éclat, et non du minimum, comme on pourrait le supposer si ces minima étaient dus à des taches, puisque sur les taches on observe généralement des lignes brillantes. Aujourd'hui on admet plutôt une théorie exactement inverse. Les variations d'éclat ne seraient pas dues à la rotation de l'astre, mais au nombre de ses taches, qui doit varier périodiquement comme pour le Soleil. Le maximum d'intensité correspondrait aux époques de maximum de taches contrairement à la théorie précédente, parce qu'il semble que le rayonnement solaire est plus intense

à ce moment[1]. On a vu une preuve de cette théorie dans le fait que les courbes de fréquence des taches pour le Soleil et celle des changements d'éclat des étoiles variables ont une même allure, la période de croissance étant plus courte que la période de diminution.

88. **Spectre de Mira-Ceti.** — Ce spectre contient les bandes caractéristiques du type III_a, comme les étoiles variables à longue période; mais de plus il renferme des raies brillantes.

En 1887, *Pickering* photographia le spectre de Mira-Ceti au moyen d'un prisme objectif et découvrit un certain nombre de raies brillantes de l'hydrogène. Ce fait fut confirmé par *Maunder* et *Espin*. Pickering trouva que le spectre de Mira ne changeait pas beaucoup pendant les variations d'éclat de l'étoile, mais que les lignes brillantes devaient probablement disparaître au moment du minimum. *Stebbins*, observant à la grande lunette de l'observatoire Lick, arriva à la même conclusion et montra que les raies brillantes disparaissent à mesure que l'éclat diminue. Au dernier maximum, en 1906, des photographies, montrant nettement le renforcement des lignes brillantes, ont été obtenues notamment par *Lowell*.

Parmi les lignes brillantes, les lignes H_γ, H_δ, H_ζ de l'hydrogène sont particulièrement intenses. H_β est faible et H_α n'a pas été vue jusqu'à présent. La raie H_ε n'a pas été vue par la plupart des observateurs; on l'a trouvée pourtant, mais excessivement faible, à l'observatoire Lick. *Miss Clerke* a expliqué cette ano-

[1] Turner, *M. N.*, LXVII, 1907, p. 332.

malie par l'absorption d'une couche de calcium, qui donne une ligne forte tombant précisément au même endroit du spectre. Il faut remarquer, de plus, que la raie H_γ apparut parfois dissymétrique et même triple à certaines époques (Campbell 1898, Sidgreaves 1906) et que ce phénomène a été attribué à l'effet Zeeman (§ 26).

Le spectre de Mira comprend aussi des lignes noires, dont six ont pu être identifiées au calcium, qui donne des raies larges et fortes, 11 au fer, 9 au chrome et 11 au vanadium. La présence du strontium, du titane et du manganèse reste douteuse.

Le spectre de Mira offre la particularité que les lignes brillantes donnent une vitesse radiale de $+ 50^k$, tandis que les lignes sombres donnent une vitesse sensiblement différente $+ 66^k$. Cette différence n'indique pas l'existence de deux corps se mouvant avec des vitesses différentes, car la différence est constante pendant toute la période. L'hypothèse d'une éclipse par un satellite, comme dans le cas de β Lyre, ne semble donc pas devoir être envisagée pour Mira-Ceti. Nous retrouverons cette particularité à propos des étoiles nouvelles.

L'étoile U Orion, dont nous reparlerons plus loin comme étoile nouvelle, R Cygne, R Lion, R Hydre, χ Cygne, ont des spectres analogues, comme l'ont montré les observations de *Copeland*, *Espin*, *Becker*, *Pickering*. Ce dernier observateur découvrit, par la suite, un grand nombre d'étoiles variables de ce type.

La présence de lignes brillantes rend le spectre de Mira-Ceti assez différent de celui des autres étoiles du type III_a; aussi sépare-t-on souvent ce type en deux subdivisions. Ce sont les classes IV et VI données par Cornu.

89. **Type IIIb. — Étoiles carbonées.** — Le spectre des étoiles de ce type contient des lignes fines de vapeurs métalliques; mais la faiblesse de leur éclat permet à peine d'en distinguer visuellement quelques groupes, notamment les raies D et E et un certain nombre de lignes que l'on ne peut identifier avec celles du spectre solaire. Les observations anciennes, effectuées notamment par *Vogel* et par *Duner*, portent donc surtout sur les bandes d'absorption, qui sont remarquables par le fait qu'on a pu les identifier facilement avec les bandes d'une combinaison chimique connue, celle de l'hydrogène et du carbone. Toutes les étoiles de ce type présentent les mêmes bandes avec une intensité relative assez constante. La moyenne des longueurs d'onde obtenue par Vogel et par Duner pour les bandes des étoiles 51, 78, 132, 152, 273, Schjellerup, 19

TYPE IIIb	λ	HYDROCARBURES	λ
Commenc[t] du spectre	6600	—	—
Bande	6560	—	—
Bande	6215	—	—
Bande	6058	Milieu de la bande rouge	6060
Ligne	5897	—	—
Ligne	5760	—	—
Commenc[t] de bande	5633	Commenc[t] de la b. jaune	5635
Ligne	5520	—	—
Ligne	5450	—	—
Commenc[t] de bande	5162	Commenc[t] de la b. verte	5165
Ligne	5133	—	—
Commenc[t] de bande	4729	Commenc[t] de la b. bleue	4737
Bande	4370	Commenc[t] de la 5[e] bande	4382

Poissons et B D 4500 + 34, montre une identité évidente avec le spectre des hydrocarbures. D'après les observations de Hale, les bandes se résolvent en par-

ties séparées qui correspondent très exactement aux lignes des hydrocarbures et du cyanogène. Nous donnons la comparaison des longueurs d'onde du spectre des étoiles du type III_b déterminées par Vogel et Duner, avec le spectre des hydrocarbures et le dessin de ce type de spectre par Vogel (fig. 41).

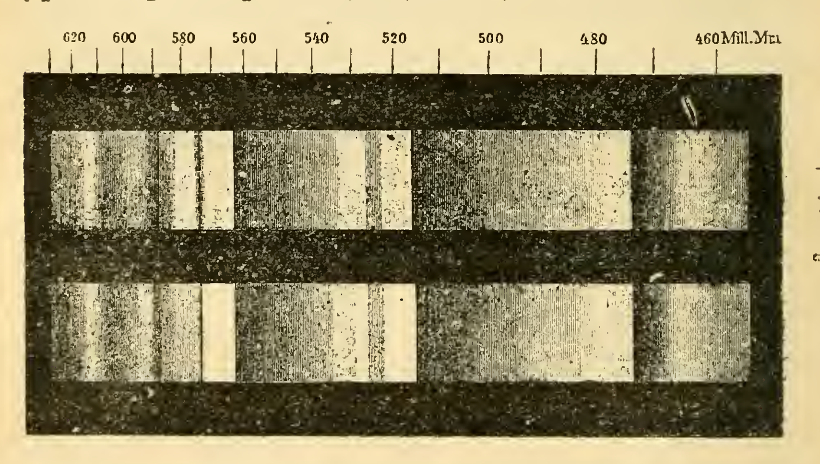


Fig. 41. — Spectre visuel du type III *b*.

Hale, observant avec la lunette de 40 pouces de l'observatoire Yerkes, est parvenu à photographier 307 lignes noires, qui ont montré la présence de l'hydrogène, du calcium, qui donne des lignes nombreuses et fortes; du fer, qui présente quelques lignes faibles; du chrome, du magnésium, du titane, du vanadium, etc. La raie 4227 du calcium est très marquée, et, comme elle est aussi forte dans l'arc électrique, on en conclut que la température de ces étoiles est assez basse. Les lignes sombres coïncident généralement avec celles du spectre solaire; mais, de même que les lignes du type III_a, elles se rapprochent plutôt, comme appa-

rence et comme intensité, de celles du spectre des taches. Pourtant, d'après *Mitchell,* la ressemblance des spectres des types III_a et III_b avec celui des taches est encore douteuse, en raison de la faible dispersion, qui ne permet pas une identification exacte des lignes.

Le fait saillant obtenu par Hale est l'observation d'un grand nombre de lignes brillantes. L'existence de ces lignes, annoncée par Secchi, avait été niée par Vogel et par Duner, qui pensaient que les lignes brillantes n'étaient, en réalité, qu'une partie du spectre continu dépourvue de lignes d'absorption. Dans ce cas, on doit pouvoir reconnaître la véritable nature des lignes brillantes en cherchant si elles deviennent moins marquées avec une dispersion suffisante. Or, d'après Hale, elles sont d'autant plus visibles que la dispersion est plus grande. *Keeler* a confirmé l'existence des lignes brillantes au moyen de la grande lunette de l'observatoire Lick. Pourtant, d'après Scheiner, il est probable que leur nombre n'est pas très considérable et que, pour beaucoup d'entre elles, il s'agit, comme le pensait Vogel, de parties brillantes du spectre continu.

90. **Classification de Pickering.** — Cette classification est basée sur les photographies de spectres qui forment le catalogue connu sous le nom de *The Draper Catalogue of stellar spectra;* elle comprend 16 classes, qui sont désignées par les lettres de l'alphabet et peuvent être séparées en groupes correspondant aux quatre classes de Secchi.

A. En dehors des lignes de l'hydrogène, on ne voit que la ligne K du calcium.

B. On aperçoit quelques autres lignes dites *Orion Lines.*

C. H_γ et H_δ paraissent doubles, peut-être, le plus

souvent, par suite d'une mauvaise mise au foyer.

D. Le spectre présente des lignes brillantes (ces quatre classes se rapportent au type I de Secchi).

E. On ne voit pas d'autres lignes que H, F et K.

F. D'autres lignes de l'hydrogène sont encore présentes; H et K sont fortes.

G. Les lignes sont encore plus nombreuses. Type II de Secchi.

H. L'intensité du spectre continu est plus forte du côté rouge (Limite du spectre vers 431).

I. Le même spectre, mais avec de plus nombreuses lignes sombres.

K. Les parties du spectre continu situées entre les bandes sombres paraissent des lignes brillantes.

L. Autre apparence du type K (ces sept classes se rapportent au type II de Secchi).

M. Spectre du type III de Secchi, III_a de Vogel.

N. Spectre du type IV de Secchi, III_b de Vogel.

O. Spectre présentant des lignes brillantes, II_b de Vogel.

Enfin Pickering range dans un type P les spectres des nébuleuses planétaires.

91. **Classifications de Miss Maury et de Miss Cannon.** — La première classification est basée sur les données du second catalogue de l'observatoire de Harvard, intitulé *Spectra of Bright Stars*, et comprend vingt-deux groupes. Les cinq premiers contiennent les étoiles qui présentent les lignes de l'hélium; les six suivants se rapportent au premier type de Secchi; les groupes de douze à seize, au type II de Secchi; ceux de dix sept à vingt, au type III; le groupe vingt et un, au type IV, et le dernier aux nébuleuses planétaires. De plus,

chaque groupe peut être subdivisé au moyen des lettres *a, b, c*, suivant que toutes les lignes, à l'exception du calcium et de l'hydrogène, sont fines, ou que toutes les lignes sont larges et estompées, ou encore que les lignes de l'hydrogène sont fines, tandis que celles du calcium sont plus fortes. Les transitions entre ces différentes subdivisions peuvent encore être désignées par les lettres *ab* ou *ac*, de telle sorte que la classification de Miss Maury contient cent dix subdivisions.

En 1901, l'observatoire de Harvard a fait paraître un troisième catalogue : *Spectra of Bright Southern Stars*. Dans ce catalogue, *Miss Cannon* désigne les étoiles intermédiaires entre les types du Draper Catalogue par un chiffre valant de 1 à 9, suivant qu'elles sont plus ou moins rapprochées de ces types.

Enfin nous devons mentionner la classification de *Lockyer*, qui est formée à peu près des mêmes types que celle de Vogel, mais rangés dans un autre ordre, de telle sorte que les types I, II, III, IV, V, VI de Lockyer correspondent à peu près aux types I et II, III_a, II_a, I_a, II_a, III_b de Vogel. L'ordre adopté par Lockyer est celui qui représente, d'après la théorie de l'Évolution inorganique, les transformations successives d'une même étoile. M. *de Gramont* (Annuaire du Bureau des Longitudes 1909) a donné un tableau indiquant les correspondances de ces diverses classifications et les étoiles types de chaque groupe.

92. **Classification naturelle.** — On voit qu'il existe une grande confusion dans la classification des étoiles, et ce fait est regrettable, car il ne faudrait pas que le système adopté représente seulement une conception particulière sur l'évolution des étoiles, mais

qu'il permette aux observateurs de tous les pays de désigner par un même nom les différents types spectraux.

Le défaut de toutes les classifications précédentes consiste peut-être dans l'emploi exclusif de chiffres ou de lettres. Il en résulte que les savants, n'étant pas d'accord sur l'ordre à attribuer aux différents types de spectres, les désignent par des chiffres qui varient complètement d'un système à l'autre. De plus, l'emploi exclusif de chiffres enlève à la classification son caractère de moyen mnémotechnique.

Sans doute, il est indispensable d'employer des chiffres pour définir rigoureusement un spectre ; mais, en dehors de ces notations, qui servent pour l'établissement des catalogues, on pourrait ranger les étoiles, suivant l'apparence de leurs spectres, en groupes généraux portant le nom de l'élément prédominant qui caractérise ces spectres. On distinguerait ainsi les étoiles à hélium, les étoiles carbonées, etc. ; les lettres ou les chiffres serviraient ensuite à distinguer avec plus de précision les différentes variétés de spectres.

Huggins, dans son *Atlas of Representative Stellar Spectra* (London, 1899), désigne les étoiles sous le nom de hélium-silicium star, titanium-silicium star, etc. M. *de Gramont* (Annuaire du Bureau des Longitudes) range, d'après *Miss Clerke,* les spectres stellaires en huit classes, qui portent pour titres : Étoiles à hélium, Étoiles à hydrogène, Étoiles à spectre cannelé, etc. Ce procédé semble très pratique ; il ne permet pas d'ambiguïtés et il laisse indéterminé l'ordre dans lequel on doit ranger les différents groupes d'après le développement de l'astre. L'identification récente des

bandes du type III_a à l'oxyde de titane permet de désigner nettement un groupe de plus. Les groupes naturels ainsi formés seraient séparés en deux subdivisions, suivant que l'étoile présente ou non des lignes brillantes. La présence de lignes brillantes au lieu des lignes sombres s'explique, en effet, d'après Scheiner, simplement par la plus grande épaisseur de l'atmosphère gazeuse, et ne semble donc pas devoir séparer complètement des étoiles qui ont d'ailleurs les mêmes caractéristiques spectrales.

On pourrait donc répartir les étoiles dans les groupes principaux suivants :

Étoiles à hélium (types I_b I_c et II_b de Vogel).

Étoiles à hydrogène (I_a).

Étoiles solaires (spectre du fer, type II_a).

Étoiles à titane (III_a).

Étoiles carbonées (III_b).

On désignerait ces groupes par les symboles H*e*, F*e*, etc., des éléments correspondants. Les étoiles qui contiennent la deuxième série de l'hydrogène pourraient former un groupe H'. Enfin, on emploierait les chiffres, comme l'a fait Miss Cannon, pour distinguer les types intermédiaires.

BIBLIOGRAPHIE DU CHAPITRE XI

OUVRAGES GÉNÉRAUX

HALE. *The Study of Stellar Evolution.* Chicago, 1908.

LOCKYER. *L'Évolution inorganique.* Trad. franç. Paris, 1905. Bibl. sc. internat. Alcan.

SCHEINER, SCHELLEN. Voir plus haut.

SECCHI. *Les Étoiles*, t. I. Trad. franç. Paris, 1879. Bibl. sc. internat. Germer.

SPECTRES STELLAIRES

ARREST (D'). *A. N.*, LXXXIV, 1874, p. 263.

BELOPOLSKI. *Memor. degli Spett. Italiani*, XXII, 1893. *A. J.*, VI, 1897, p. 328. (β Lyre.)

CAMPBELL, KEELER. *Astr. and Astroph.*, XIII. 1894, p. 395 et 448; XII, 1893, p. 350 et 361.

COPELAND. *M. N.*, XLV, 1884, p. 90.

DONATI. *Il nuovo Cim.*, XV, p. 292. *A. C. P.*, (3), LXVII, 1863, p. 247.

FRAUNHOFER. *Gilbert's Ann.*, LXXIV, 1823, p. 374.

GRAMONT (DE). *C. R.*, CXXXIX, 1904, p. 188. *Annuaire du B. des Long.*, 1909, p. 225.

KAYSER. *A. N.*, CLXI, 1903, p. 309.

HARTMANN. *A. N.*, CLXII, 1903, p. 277.

HALE. *Publ. of the Yerkes Observatory*, II, 1903, p. 251. *A. J.*, IX et X.

HUGGINS. Note of the photogr. spectra of stars : *Proc. Royal Soc.*, XXV, 1876, p. 445; XLV, 1889, p. 544; on Wolf Rayets Stars : *id.*, XLIX, 1890, p. 33. *J. P.*, VI, 1877, p. 165; (3), I, 1892, p. 178. *A. J.*, XVII, 1903, p. 145. Spectre d'α Cocher : *Phil. Trans.*, CLIV, 1864, p. 437.

JANSSEN. L'âge des étoiles. *Annuaire du B. des Long.*, 1888.

LAMONT. *Jahrsbuch der St. bei München*, 1868, p. 90.

MISS MAURY. MISS CANNON. *A. N.*, CXXIII, 1890, p. 95. *Annals of the Obs. of Harvard Coll.*, XXVIII, part. 1 et 2.

PICKERING. Stars with peculiar spectra, *A. N.*, CI, 1882, p. 73; CXXIII, 1890, p. 95. Spectre de β Lyre, *A. N.*, CXXVIII, 1891, p. 39. *Harvard Coll.*, XXVI et L, 1908.

SCHEINER. *A. N.*, CXXII, 1889, p. 320; CLVI, 1901, p. 195; CLXI, 1903, p. 263.

SECCHI. *Bull. meteor. dell. Observ.*, II, 1863. *Acad. dei Lincei*, XXV, 1872. *C. R.*, LVII, 1863, p. 71; LXII, 1866, p. 591; LXIII, 1866, p. 364, 621; LXIV, 1867, p. 345, 774; LXV, 1867, p. 389, 562, 979; LXVI, 1868, p. 124; LXVII, 1868, p. 373; LXVIII, 1869, p. 959, 1086; LXIX, 1869, p. 39, 163, 1053; LXXI, 1870, p. 252; LXXV, 1872, p. 655.

STEBBINS, LOWELL. *A. J.*, XVIII, 1903, p. 341, (o Ceti); XXVI, 1907, p. 235.

VOGEL. *A. N.*, LXXXIV, 1874, p. 113; CLI, 1903, p. 365. *Publ. der Astroph. Obs. zu Potsdam*, Bd III, p. 31.

WOLF et RAYET. *C. R.*, LXV, 1867, p. 292.

CHAPITRE XII

SPECTRES DES ÉTOILES NOUVELLES.

Un des phénomènes les plus remarquables de l'astronomie est sans doute l'apparition soudaine d'une étoile inconnue auparavant. Certains de ces astres, qui ont ensuite diminué d'intensité au point de devenir invisibles, ont surpassé pendant un moment l'éclat de Sirius ou de Jupiter. L'étoile nouvelle apparue dans la constellation de Cassiopée, en 1572, était même si brillante, que l'on put la voir en plein jour.

Les étoiles nouvelles peuvent se diviser, suivant la nature de leur spectre, en trois groupes. Lorsqu'on appliqua pour la première fois l'analyse spectrale à ces astres, on observa un spectre paraissant formé par la superposition d'un spectre d'absorption et d'un spectre d'émission, c'est-à-dire comprenant des lignes sombres et des lignes brillantes indépendantes. Ce spectre est caractéristique des étoiles de la classe II_b; les étoiles nouvelles de ce premier groupe sont souvent de simples étoiles variables, que l'on doit ranger dans un des types ordinaires. Le deuxième groupe est formé par quelques étoiles qui présentaient

un spectre continu sans lignes sombres ni lignes brillantes. On est porté naturellement à penser que ce type ne diffère pas essentiellement du précédent ; il est bien plus probable que les lignes brillantes étaient seulement trop faibles pour pouvoir être aperçues. Le spectre du troisième groupe a une apparence tout à fait particulière et caractérise les astres que l'on doit désigner véritablement sous le nom d'étoiles nouvelles. Ce spectre est formé de lignes noires et de lignes brillantes accolées l'une à l'autre, et qui semblent par conséquent appartenir au même élément. Le déplacement relatif des deux composantes a la même apparence que s'il était dû au mouvement radial différent de deux corps, dont l'un produirait le spectre d'émission et l'autre le spectre d'absorption.

93. **T Couronne Boréale.** — La première étoile nouvelle qui put être soumise à l'analyse spectrale apparut dans la Couronne Boréale, le 12 mai 1866, et fut appelée T Couronne. C'était auparavant une petite étoile de cinquième grandeur. Elle atteignit la seconde grandeur, et, vingt jours après, elle était descendue jusqu'à la neuvième. Son spectre fut observé par *Huggins* et *Miller* en Angleterre, et par *Wolf* et *Rayet* en France. Ils le trouvèrent formé de deux spectres superposés, l'un continu avec des raies sombres, l'autre présentant des lignes brillantes. Ce fait pouvait s'expliquer facilement ; car, dans la lunette, l'étoile paraissait entourée d'une nébulosité assez large et dont l'éclat diminuait du centre vers les bords. Il était donc naturel que le spectre semblât formé par un spectre stellaire et un spectre de nébuleuse superposés. La partie continue diminua d'intensité beaucoup plus

rapidement que les lignes brillantes, de telle sorte que, le 23 mai, le spectre de lignes brillantes était presque le seul visible. Les lignes sombres ne purent pas être sûrement identifiées. Parmi les quatre lignes brillantes, l'une coïncidait très probablement avec H_α et une autre avec H_β. La découverte, dans le spectre de cette étoile, de raies brillantes qui semblaient coïncider avec celles de la chromosphère du Soleil, peut être considérée comme le point de départ des recherches faites par *Lockyer* pour voir, en dehors des éclipses totales, les raies des protubérances. L'étoile T Couronne semblait en effet un Soleil entouré d'une chromosphère très étendue, et c'est à ce sujet que Lockyer écrivait, en 1866 : « Le spectroscope ne nous démontrera-t-il pas l'existence des protubérances rouges qui se révèlent à nous pendant les éclipses ? »

94. **Étoile du Cygne**. — Le 24 novembre 1876, une nouvelle étoile apparut dans le Cygne, près de l'étoile ρ. C'était un astre de troisième ou de quatrième grandeur, de couleur jaunâtre et d'un éclat à peu près égal à celui de μ Pégase. Son éclat resta constant pendant quelques jours, puis diminua très rapidement et, deux semaines après, se rapprocha de la sixième grandeur. Depuis cette époque elle a continué à décroître, et elle n'est plus que de quinzième grandeur.

Le spectre de cette étoile était analogue à celui de la précédente ; mais la partie continue était moins brillante et diminua plus vite d'intensité. Les longueurs d'onde des lignes brillantes furent déterminées d'abord par *Cornu*, qui trouva les valeurs suivantes :

661 μμ	Hα	500 μμ	»
588	D_3	483	Hβ
531	Coronium?	451	»
517	*b?*	435	Hγ

Cornu pensa que ce spectre était analogue à celui de la chromosphère, mais la ligne 500 ne pouvait cadrer avec cette théorie. En réalité, c'était probablement la ligne caractéristique des nébuleuses. Cette ligne devint bientôt la plus brillante, tandis que l

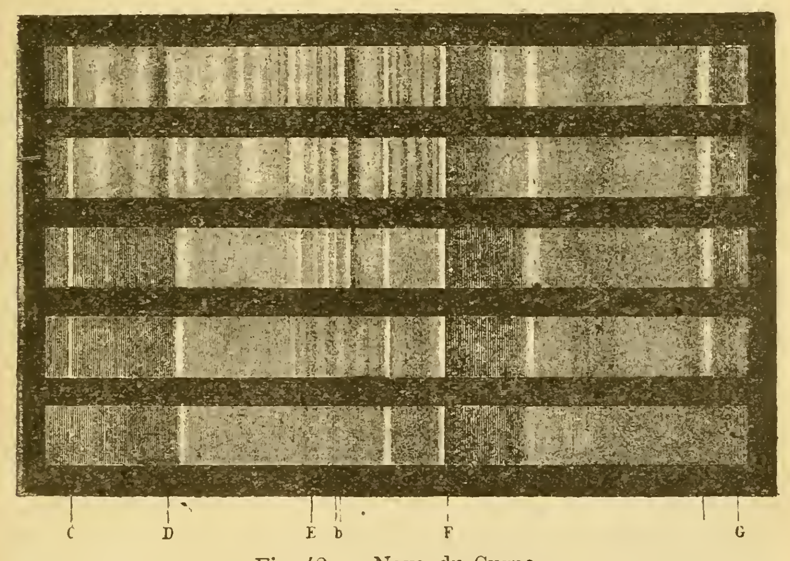


Fig. 42. — Nova du Cygne.

spectre continu s'évanouissait, et le spectre de l'étoile parut ne contenir qu'une seule raie brillante, comme si elle s'était transformée peu à peu en nébuleuse gazeuse.

Vogel aperçut de nombreuses lignes sombres dans le spectre continu. Il nota dans le vert une bande par-

ticulièrement forte, et une autre, dans le bleu, qui paraissait très large. Les parties bleues et violettes étaient brillantes, comparées à celles des autres étoiles ayant un spectre de bandes. L'intensité du spectre continu diminua très rapidement, et, trois mois plus tard, il était excessivement faible. La partie rouge, qui était très peu intense, disparut bientôt complètement, et les parties bleues et violettes s'éteignirent plus vite que la partie jaune, de telle sorte que le spectre semblait formé simplement du jaune et du vert. Ces changements d'apparence ont été notés par Vogel, dont nous reproduisons les dessins (figure 42). Les longueurs d'onde des principales raies ont été déterminées par de nombreux observateurs; nous donnons la moyenne des mesures effectuées par *Cornu*, *Vogel*, *Copeland*, *Lindsay*, *Backhouse*.

658 $\mu\mu$	$H\alpha$	501 $\mu\mu$	1re ligne de nébuleuses.
594	»	496	2e ligne des nébuleuses.
588	D_3	485	$H\beta$
581	1re ligne au type II*b*.	468	»
530		456	»
516	*b*?	451	»
		435	$H\gamma$

95. **Étoile d'Andromède**. — Cette étoile correspond au second groupe dont nous avons parlé; elle apparut, au mois d'août 1885, dans la nébuleuse d'Andromède, et son spectre était tout différent de celui des étoiles précédentes: *Vogel* le trouva purement continu et ne put distinguer de lignes brillantes; mais l'intensité relative des différentes couleurs était anormale, le rouge et le jaune étant brillants et le vert relativement faible. Vogel crut apercevoir seulement deux bandes

sombres, l'une entre le jaune et le vert, l'autre dans le bleu. *Maunder* trouva que le rouge et l'orangé étaient faibles ainsi que le violet, de telle sorte que le spectre paraissait limité par les raies D et F. Aucun observateur n'aperçut de lignes brillantes, et cette étoile doit donc être classée séparément des autres étoiles nouvelles. Il en est de même de l'étoile suivante apparue au mois de décembre 1885 dans la constellation d'Orion, et appelée U Orion. On reconnut plus tard qu'il s'agissait d'une étoile variable ordinaire.

96. **Étoile du Cocher.** — Nous arrivons maintenant à l'une des étoiles les plus remarquables. Elle fut aperçue pour la première fois le 24 janvier 1892 dans la constellation du Cocher; mais nous pouvons déterminer, à quelques heures près, le moment de son apparition. En effet, à l'observatoire de Harvard Collège, on effectua, du 21 octobre au 1er décembre 1891, une série de photographies de la région où devait apparaître l'étoile nouvelle. Sur aucune de ces photographies on n'aperçoit de traces du nouvel astre ; au contraire, elle est visible comme une étoile de cinquième grandeur dans une autre série de clichés pris du 10 décembre au 20 janvier. De plus, une photographie faite par Wolf à Heidelberg, le 8 décembre, ne contient pas non plus l'étoile nouvelle. Son apparition peut donc être fixée très exactement au 9 décembre.

L'étoile du Cocher atteignit la quatrième grandeur vers le 20 décembre, puis oscilla entre la quatrième et la sixième jusqu'au mois de mars 1892. Elle diminua ensuite très rapidement et, le 26 avril, son éclat n'étant plus que celui d'une étoile de seizième grandeur.

on la perdit de vue. Mais une surprise extraordinaire attendait les observateurs : le 17 août, l'étoile avait réapparu, mais ce n'était plus une étoile, elle était remplacée par une petite nébuleuse planétaire de dixième grandeur et de 3″ de diamètre environ. Ce fait, annoncé par Barnard, avait été contesté par Huggins. Nous verrons que les observations spectroscopiques ne laissent pas de doute à cet égard.

Les premières observations de l'étoile du Cocher montrèrent un spectre continu traversé de nombreuses raies brillantes, parmi lesquelles les raies C, D, F, H_γ étaient faciles à identifier. Une ligne dans le vert semblait très voisine de la raie verte caractéristique des nébuleuses. Ce spectre était tout à fait semblable à celui du premier groupe d'étoiles que nous avons étudié plus haut, et l'observation visuelle ne permettait pas d'apercevoir son aspect très particulier. L'examen photographique, au contraire, montra que les lignes brillantes, notamment toutes celles de l'hydrogène, étaient accompagnées et comme bordées de lignes sombres du côté le plus réfrangible. La différence de longueur d'onde de chaque composante de ces couples de lignes était partout la même, et ce fait fut d'abord considéré comme une preuve que les raies brillantes et les raies sombres étaient dues au même élément et n'étaient séparées que par l'influence de vitesses radiales énormes et opposées de deux corps produisant, l'un le spectre d'émission, l'autre le spectre d'absorption. La figure 43 représente la courbe d'intensité de cette étoile d'après Campbell.

La détermination exacte des longueurs d'onde des différentes raies était rendue très difficile par leur

complexité. Ces lignes, corrigées de l'influence de la vitesse radiale, semblaient pourtant coïncider en partie avec celles de la chromosphère. D'après les mesures de *Campbell*, la plupart des raies pouvaient se rapporter au fer. On trouvait aussi la raie jaune du sodium, plusieurs lignes du calcium, et peut-être une ou deux raies de l'hélium ; les lignes de l'hydrogène, y compris celles de la série ultra-violette, étaient fortement marquées. On crut pouvoir identifier l'une des raies avec la ligne 530,3 du coronium, mais cette attribution semble très douteuse. Une ligne située vers 501,4 était sans doute, en réalité, la raie principale 500,7 des nébuleuses; mais on pouvait aussi la rapprocher d'une ligne 502,0, que l'on rencontre dans les étoiles du type II_b, ou de la ligne 501,4, que nous avons trouvée dans le spectre de β Lyre et qui existe aussi dans celui de P du Cygne.

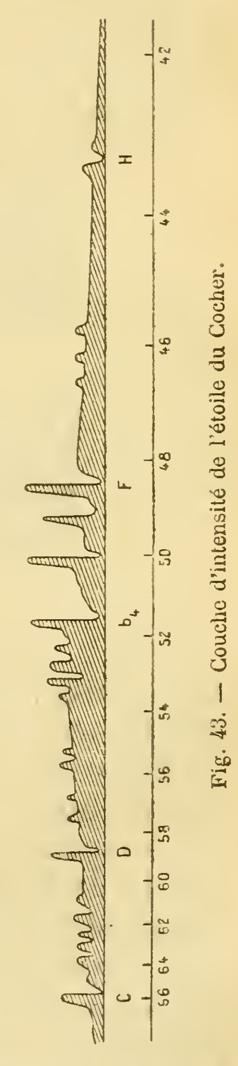


Fig. 43. — Couche d'intensité de l'étoile du Cocher.

La structure des lignes était très compliquée; un examen détaillé montra que les lignes sombres étaient traversées par de fines lignes brillantes, comme si elles avaient présenté le phénomène du double renversement. De plus, ces lignes brillantes paraissaient même parfois dédoublées. Quant aux lignes brillantes, elles présentaient deux ou même trois

maxima d'intensité successifs, de telle sorte que la raie H_γ, par exemple, pouvait être représentée, en négatif, par la figure 44, où *aa* représente la bande sombre, *b* la ligne brillante renversée, qui est parfois dédoublée. *e*, *f* les maxima successifs de la raie brillante accolée à la bande sombre; *c* représente la position normale

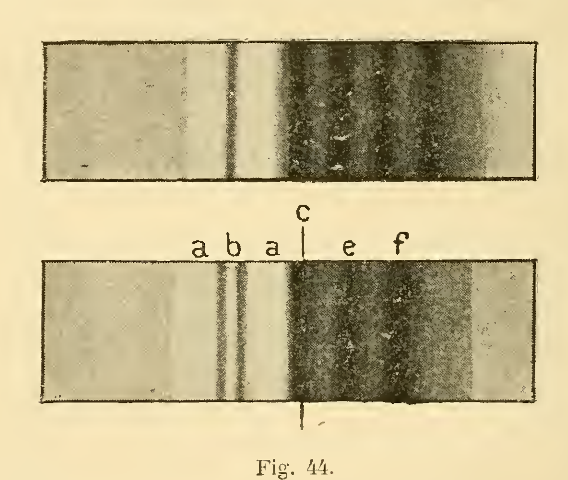


Fig. 44.

de la raie H_γ. Vogel étudia en détail cette constitution singulière et en nota les variations successives.

L'étude du déplacement des raies brillantes fut effectuée au mont Hamilton et à Potsdam, en comparant les positions des raies à celles de l'hydrogène dans un tube de Geissler ou aux lignes d'une étoile connue. Si l'on admet que ce déplacement est dû à l'influence d'un mouvement radial, les mesures de *Campbell*, *Belopolski*, etc., montrent que la vitesse du corps produisant les lignes brillantes placées au milieu des lignes sombres devait atteindre environ 700 kilomètres par seconde, et que celle du corps produisant les

raies brillantes devait être à peu près égale et de sens contraire. Voici les vitesses radiales trouvées par trois observateurs pour les différentes lignes brillantes d'une même raie :

	LIGNE BRILLANTE DANS LE NOIR (*b*)	1er MAXIMUM D'INTENSITÉ	2e MAXIMUM (*e*)	3e MAXIMUM (*f*)
Vogel. . .	— 720	— 90	+ 370	»
Campbell .	— 600	0	+ 480	+ 990
Belopolsky.	— 670	— 50	+ 590	+ 1070

Il est à remarquer que les déplacements des différentes lignes du spectre étaient partout à peu près les mêmes, comme cela doit avoir lieu si ce déplacement est dû à un mouvement radial. Voici, en million. de mill., la valeur de ces déplacements pour les différentes raies, d'après la moyenne des mesures de Vogel, Belopolsky et Campbell :

	LIGNE BRILLANTE DANS LE NOIR (*b*)	1er MAXIMUM D'INTENSITÉ	2e MAXIMUM (*e*)	3e MAXIMUM (*f*)
Hβ	— 1,0	0,0	+ 0,8	+ 1,5
Hγ	— 0,9	0,0	+ 0,8	+ 1,4
Hδ	— 0,8	— 0,1	+ 0,6	—
Hε	— 1,0	— 0,2	+ 0,4	—
K	— 0,9	— 0,2	+ 0,3	—

On sait que, par la suite, on expliqua le déplacement des raies brillantes non pas par le mouvement des astres, mais par différentes théories que nous n'avons pas à examiner ici et qui font intervenir des éruptions d'hydrogène (*Lord Kelvin, Very, Lau*), des explosions d'origine chimique (*Lohse*), la dispersion anomale

(*Ebert*), les bolides s'enfonçant dans un nuage de matière cosmique (*Seeliger*), l'influence de la pression découverte par *Humphreys* et *Mohler*, (*Wilsing*), etc.

Le spectre de l'étoile du Cocher suivit sensiblement la même marche d'évolution que celui de l'étoile du Cygne. La raie 500 devint bientôt la plus brillante, tandis que le spectre continu diminuait d'intensité. Lorsque l'étoile reparut, au mois d'août 1892, sous forme de nébuleuse, son spectre ne contenait que cette ligne brillante, puis on aperçut les deux autres lignes 496 et 486 caractéristiques des nébuleuses. D'autres lignes observées par *Campbell* coïncidaient également avec celles des nébuleuses planétaires. *Gothard* compara le spectre de l'étoile du Cocher, au moyen du prisme-objectif, à celui d'un certain nombre de nébuleuses brillantes et les trouva tout à fait semblables. Le spectre de l'étoile était identique à celui de la nébuleuse G. C. 4628, et présentait seulement une radiation brillante de plus que les nébuleuses G. C. 4373, 4514 et 6891. On peut donc affirmer que l'étoile était bien réellement transformée en nébuleuse. Pourtant la raie 500 semblait plus large et plus diffuse que celle des nébuleuses ordinaires, et même peut-être double et d'aspect variable. *Huggins* parvint à la résoudre en groupes de lignes brillantes et avança que son identité avec la ligne des nébuleuses était loin d'être certaine. Les déplacements des raies indiquaient une vitesse radiale négative variable et qui aurait diminué de 200 à 50 kilomètres par seconde. Mais ce fait peut s'expliquer par un changement d'apparence des raies aussi bien que par une variation de la vitesse radiale.

Les métamorphoses de cet astre si intéressant

n'étaient pas encore terminées. *Perrine* l'observa en 1903 et ne retrouva plus aucune ligne des nébuleuses. On ne voyait plus qu'un très faible spectre continu.

L'attention des observateurs ayant été attirée sur les étoiles nouvelles, on en découvrit un assez grand nombre dans les années suivantes; mais leur éclat était relativement peu intense. *Mrs Fleming*, notamment, en trouva plusieurs en travaillant au catalogue de spectres d'étoiles de l'observatoire d'Harvard.

Étoile de l'Équerre. — Découverte le 26 octobre 1893, elle était de septième grandeur et son spectre était tout à fait semblable à celui de l'étoile du Cocher et présenta la même évolution. Les lignes brillantes étaient déplacées vers le rouge et les lignes noires vers le violet. A mesure que l'éclat diminuait, le spectre se rapprochait de celui des nébuleuses.

Étoile de la Carène. — Elle fut découverte en 1895 et était à peu près semblable à la précédente.

Étoile du Centaure. — Observé le 12 décembre 1895, cet astre n'est pas une véritable étoile nouvelle, mais une variable à longue période.

Étoile du Sagittaire. — Elle parut en 1898. Elle offrait un faible spectre continu traversé par neuf lignes brillantes, qui semblaient les mêmes que celles de l'étoile du Cocher ou celles des nébuleuses. On ne vit pas de composantes sombres accompagnant les lignes brillantes; cette étoile semble donc rentrer dans le premier groupe que nous avons examiné et ne pas être, à proprement parler, une étoile nouvelle. Pourtant son spectre se rapprocha de celui des nébuleuses, comme pour les véritables étoiles nouvelles.

Étoile de l'Aigle. — Cette étoile parut en juillet 1899;

son spectre paraissait composé de trois bandes correspondant aux lignes des nébuleuses, sur un faible fond continu. Les lignes de l'hydrogène étaient dédoublées, et les lignes brillantes étaient bordées de lignes noires. Le spectre se transforma en un spectre de nébuleuses, où l'on n'apercevait que la principale ligne.

97. **Étoile de Persée.** — Le 21 février 1901, le *docteur Anderson*, qui avait déjà trouvé l'étoile du Cocher, découvrit dans la constellation de Persée une nouvelle étoile de deuxième ou troisième grandeur; le 23, elle atteignit la première grandeur, et son éclat surpassa même celui d'Aldébaran; puis elle diminua d'intensité suivant une courbe singulière, présentant des maxima et des minima se succédant tous les quatre jours environ. Elle n'était plus que de la septième grandeur vers la fin d'août et descendit ensuite jusqu'à la douzième en juillet 1903.

L'apparition de cet astre dut se produire en quelques heures; car, sur une photographie de cette région du ciel faite par *Williams* vingt-huit heures avant sa découverte, l'étoile de Persée n'est pas visible; elle était donc plus faible à ce moment que la douzième grandeur. Sa couleur changea à mesure que son éclat diminuait, et passa du blanc au rouge clair, puis à l'orangé.

Le spectre de l'étoile de Persée parut d'abord tout différent de celui des étoiles précédentes. Les premiers jours, *Vogel* n'aperçut aucune ligne brillante. Le spectre continu était intense, et les parties bleues et violettes relativement brillantes. Parmi les nombreuses lignes sombres, celles de l'hydrogène, du magnésium et du silicium paraissaient très larges et estompées, tandis que les

raies H et K du calcium étaient fines. *Pickering* vit le premier de faibles lignes brillantes sur le côté le moins réfrangible des bandes noires ; mais, quatre jours après la découverte de l'étoile, la présence de composantes brillantes et sombres était indubitable. On expliqua l'absence des lignes brillantes pendant les premiers jours par l'éclat du spectre continu observé avec une dispersion trop faible et qui empêchait de les distinguer.

Les lignes brillantes augmentèrent d'intensité apparente, tandis que le spectre continu diminuait d'éclat et qu'en même temps les lignes sombres devenaient de moins en moins visibles. Observé photographiquement par *Ellerman,* à la grande lunette de l'observatoire Yerkes, le spectre de l'étoile de Persée montra des variations successives très curieuses ; le 27 février, les lignes H et K étaient brillantes et traversées par de fines raies noires ; le 15 mars, K disparut, tandis que H restait visible, ce que l'on peut s'expliquer par le fait que la bande H était due à la superposition de la ligne du calcium et de H_ε. Aux variations périodiques de l'éclat correspondait un changement analogue dans l'intensité du spectre continu ; de plus, les lignes noires semblaient plus visibles au moment des maxima.

La transformation réelle de cette étoile en nébuleuse a été mise en doute, car cette apparence peut venir d'un défaut d'achromatisme de la lunette mise au point pour la principale ligne du spectre.

On sait que la particularité la plus curieuse de l'étoile de Persée était d'être entourée d'une nébulosité étendue. Le spectre de cette nébulosité, obtenu par *Perrine,* semblait le même que celui de l'étoile au moment de son maximum d'éclat.

Étoile des Gémeaux. — Cette étoile apparut le 16 mars 1903. *Turner* la découvrit sur des clichés photographiques, où elle apparaissait comme une étoile de septième grandeur ; elle était de couleur rougeâtre et son maximum d'intensité devait être passé depuis longtemps, car sa grandeur diminuait rapidement. Son spectre présentait des lignes brillantes, notamment la raie H_α de l'hydrogène (ce qui explique sa couleur rouge), sur un faible fond continu. Ce spectre correspondait à ceux de l'étoile du Cocher ou de l'étoile de Persée à leur dernière époque d'évolution. Il se transforma comme eux en un spectre de nébuleuse. Au mois d'août, la ligne 500 était plus brillante et H_β était à peine visible.

La transformation des étoiles nouvelles en nébuleuses ne semble pas généralement complète et définitive. Pourtant on voit que l'apparition des lignes des nébuleuses et la diminution du spectre continu de l'étoile sont tout à fait caractéristiques de ces astres.

BIBLIOGRAPHIE DU CHAPITRE XII

BACKHOUSE. New star in Cygnus : *M. N.*, XXXIX, 1878, p. 34.

COPELAND. The new star in Cygnus : *A. N.*, XC, 1877, p. 351 ; the new star in Orion : *M. N.*, XLVI, 1885, p. 109.

CORNU. Étoile nouvelle du Cygne : *C. R.*, LXXXIII, 1876, p. 1172.

HUGGINS et MILLER. New star in Corona borealis : *Proc. Royal Society*, XV, p. 146.

MAUNDER. New star in Andromeda : *M. N.*, XLVI, 1885, p. 19. New star in Orion : *M. N.*, XLVI. 1885, p. 114.

PICKERING. Étoiles de la Carène, etc. *A. J.*, II, III, XVII.

SHERMAN. Nova Andromedæ : *Amer. Journal*, (3), XXX, 1885, p. 378.

VOGEL. Neue Stern in Cygnus : *A. N.*, LXXXIX, 1877, p. 37.

WOLF et RAYET. *C. R.*, LXII, 1866, p. 1108.

Étoile nouvelle du Cocher : Belopolski, Vogel, Campbell, Copeland, Seeliger, Scheiner, Lockyer, etc. : *A. N.*, CXXIX, CXXX et CXXXI. Huggins, Young, Siedgreaves, Pickering, etc. : *Astron. and Astrophys.*, XI et XII. Rayet : *C. R.*, CXIV, 1892, p. 330.

Étoile nouvelle de Persée : Pickering, Barnard, Campbell, Perrine, etc. : *A. J.*, XIII, 1901 ; XIV, 1901, et XV, 1902.

CHAPITRE XIII

SPECTRE DES NÉBULEUSES

Avant l'application aux astres de l'analyse spectrale. les nébuleuses étaient divisées en deux classes : les nébuleuses résolubles en étoiles séparées, et celles où les plus forts instruments ne permettaient de voir qu'une vague lumière. On hésitait sur la question de savoir si cette différence était due seulement à la puissance insuffisante des lunettes ou à la nature physique des nébuleuses, quand, en 1864, *Huggins*, dirigeant un spectroscope vers la nébuleuse du Dragon, montra que son spectre est formé de trois raies brillantes isolées et que, par suite, cet astre n'est pas une agglomération d'étoiles, mais un nuage formé de gaz incandescents.

Les nébuleuses gazeuses, qui comprennent, outre les grandes nébuleuses irrégulières comme celle d'Orion, la plupart des nébuleuses dites *planétaires,* ne sont pas distribuées dans le ciel de la même façon que les nébuleuses résolubles ou amas d'étoiles. Ces dernières, qui donnent un faible spectre continu où l'on ne distingue aucun détail en raison de la superposition des lumières des différentes étoiles, sont réparties assez irrégulière-

ment sur la surface de la sphère céleste, tandis que les nébuleuses gazeuses sont, pour la plupart, situées dans la voie lactée. On se souvient que les étoiles de la classe II_b ou de Wolf-Rayet sont aussi presque toutes dans la voie lactée.

98. Lignes des nébuleuses. — Les lignes principales du spectre des nébuleuses sont au nombre de quatre ; mais, suivant l'instrument et suivant l'éclat de l'astre, on en distingue plus ou moins, et parfois il n'y en a qu'une seule visible, la première. Les positions de ces quatre raies ont été mesurées par *Vogel* en 1871, puis par *Huggins*, *Copeland*, etc. *Keeler*, à l'observatoire Lick, a obtenu les valeurs suivantes :

5007,05 : 4959,02, 4861,50, 4340,66

Hartmann a mesuré, en 1902, les longueurs d'onde des deux premières lignes et a trouvé : 5007,04 et 4959,17. Les deux dernières sont incontestablement les raies H_β et H_γ de l'hydrogène. Cette dernière est généralement faible et a été découverte après les trois premières. La première raie, qui est toujours la plus brillante de toutes, a été d'abord attribuée à l'azote, puis Lockyer l'a considérée comme une ligne faisant partie d'une bande du magnésium ; mais *Keeler* a montré que ces identifications étaient inexactes et que, de plus, les deux premières raies des nébuleuses ne coïncident avec aucune des lignes du spectre de Rowland. Il s'agit donc là d'un élément inconnu, que l'on a appelé parfois le *nébulium*, ou d'un mode d'émission particulier d'un corps connu, ou d'une partie dissociée d'un élément. On attribue parfois à ce même gaz la raie ultra-

violette 3727, qui est, comme nous le verrons, une des plus fortes dans la nébuleuse d'Orion. Il est à remarquer que ces lignes sont très fines et bien délimitées de chaque côté ; on ne peut donc les considérer comme produites par un spectre de bandes peu intense.

Les observations successives ont permis de reconnaître, dans le spectre des nébuleuses, un certain nombre d'autres lignes. *Copeland* découvrit, en 1888, la raie D_3 de l'hélium dans la nébuleuse d'Orion ; puis il observa une raie de longueur d'onde 4477, qui semble aussi se rapporter à l'hélium (4472). *Taylor* trouva une raie située vers 4703. *Campbell, Vogel, Keeler,* en observèrent un certain nombre d'autres, parmi lesquelles il faut citer la raie 5303 de la couronne solaire, dont l'identification est d'ailleurs douteuse. *Huggins, Draper,* photographièrent la partie ultra-violette du spectre, où l'on trouve la série des raies de l'hydrogène.

De toutes ces observations il résulte que les nébuleuses contiennent principalement de l'hydrogène et de l'hélium et un ou plusieurs éléments inconnus. Nous donnons, d'après *Lockyer, Campbell, Keeler*, etc., les longueurs d'onde des différentes lignes observées dans la nébuleuse d'Orion ; la quatrième colonne représente les décimales des longueurs d'onde de certaines de ces raies observées dans d'autres nébuleuses à l'observatoire Lick. Dans d'autres nébuleuses, notamment dans les numéros 4390, 4373, 7027 du Catalogue général, on a observé, en plus de lignes appartenant à la liste précédente, les raies suivantes :

6 563,05... Hα(C)	5 183	4 685,8
5 400	4 740,1	3 965,1... He

SPECTRE DE LA NÉBULEUSE D'ORION

N°	λ	ÉLÉM.		N°	λ	ÉLÉM.		N°	λ	ÉLÉM.	
1	5 876	D_3		25	4 167			49	3 889	(Hζ)	89,2
2	5 007,05	1re l. des nébul.	06,89	26	4 154			50	3 878		
3	4 959,02	2e l. des nébul.	59,05	27	4 142			51	3 869	He	68,9
4	4 923			28	4 130			52	3 859		
5	4 897			29	4 123			53	3 854		
6	4 861,50	(Hβ)		30	4 116			54	3 848		
7	4 839			31	4 101,85	(Hδ)		55	3 842		
8	4 824			32	4 086			56	3 836	(Hη)	35,8
9	4 715			33	4 067		68,8	57	3 832		
10	4 662			34	4 054			58	3 825		
11	4 539			35	4 041			59	3 795	(Hθ)	
12	4 495			36	4 026	He	26,7	60	3 768	(Hι)	
13	4 472	He	71,7	37	4 010			61	3 752		
14	4 426			38	3 998			62	3 747	(Hκ)	
15	4 410			39	3 988			63	3 741		
16	4 390	He		40	3 975			64	3 726		26,4
17	4 385			41	3 969	(Hε)	70,2	65	3 715		
18	4 364		63,4	42	3 959			66	3 709		
19	4 340,66	(Hγ)		43	3 949			67	3 699		
20	4 265			44	3 941			68	3 285		
21	4 240			45	3 933			69	3 275		
22	4 234			46	3 910			70	3 060		
23	4 226			47	3 902			71	3 053		
24	4 204			48	3 896			72	3 047		

La lumière des nébuleuses étant répartie sur quelques lignes au lieu d'être étalée sur un spectre continu, il en résulte que le spectre est visible, même pour des objets très faibles ; on s'est servi de cette propriété pour découvrir des nébuleuses au moyen du spectroscope, au lieu de les chercher dans la lunette. *Pickering* et *Copeland* ont découvert ainsi de nombreuses nébuleuses en examinant avec un spectroscope les différentes régions du ciel. *Pickering* en a aussi trouvé un certain nombre sur les clichés obtenus au moyen du prisme-objectif.

Beaucoup de nébuleuses, entre autres celle d'Orion, ne donnent pas seulement un spectre de lignes, mais aussi un faible spectre continu ; tandis que d'autres, qui sont parfois très brillantes, n'en montrent pas de traces. Le rapport d'intensité de ces deux spectres est d'ailleurs difficile à déterminer, parce qu'il varie avec la dispersion du spectroscope. On s'est parfois demandé s'il s'agissait d'un véritable spectre continu et non pas d'un spectre de lignes ou de bandes, qui pourrait être résolu si l'intensité lumineuse permettait l'emploi d'une dispersion assez forte. Il est à remarquer que le maximum d'intensité du spectre continu n'est pas situé dans le jaune, mais dans le vert, près de la ligne *b*. On pourrait expliquer ce fait par une température très élevée des corps incandescents qui produisent ce spectre, mais on admet plus généralement que la température des nébuleuses est très basse. Le déplacement du maximum d'intensité vers le vert s'explique plus facilement par l'effet du phénomène de Purkinje, dont nous avons déjà parlé.

99. **Rapport d'intensité des lignes des**

nébuleuses. — Nous avons vu que le spectre des nébuleuses contient généralement les raies de l'hydrogène H_β et H_γ. La raie rouge H_α, au contraire, est excessivement faible ou même, le plus souvent, manque complètement. Pourtant, dans un tube de Geissler, elle est la plus forte de toutes et l'éclat des autres raies diminue avec les longueurs d'onde. Ce fait curieux a donné lieu à des explications théoriques et à des expériences basées sur la remarque que les conditions physiques qui règnent dans les nébuleuses sont sans doute très différentes de celles des tubes de Geissler, aussi bien en ce qui concerne la pression et la température des gaz, que leur mode d'illumination. *Zöllner* a montré théoriquement que, si la densité du gaz incandescent décroît, la température restant la même, le nombre des raies doit diminuer et que le spectre doit se réduire finalement à une seule raie, dont la position dépend de la température du corps. *Frankland* et *Lockyer* ont montré expérimentalement qu'une diminution de densité d'un gaz réduit le nombre de ses raies. Sous certaines conditions de température et de pression, le spectre se simplifie, et celui de l'hydrogène, notamment, se réduit à la seule raie H_β. L'apparence du spectre des nébuleuses pourrait donc s'expliquer par leur faible densité.

On peut aussi supposer que la température des nébuleuses est excessivement basse et que ce fait est la cause des modifications du spectre de l'hydrogène. *Koch* a fait à ce sujet des expériences sur la lumière de l'hydrogène amené à une température de $-80°$ à $-100°$. *Scheiner* a été jusqu'à $-200°$ au moyen de l'air liquide, mais sans constater aucun changement dans

l'apparence du spectre. *Scheiner* a fait également un certain nombre d'expériences pour voir si le rapport d'intensité des lignes du spectre de l'hydrogène ne pouvait pas varier suivant le courant électrique employé. Il compara, au moyen du spectrophotomètre, les raies H_α et H_β d'un tube de Geissler avec les parties correspondantes d'un spectre continu limitées par des fentes fines placées dans l'oculaire ; il mesura leur différence d'intensité en employant successivement deux courants électriques, dont l'un était cinquante fois plus intense que l'autre. Il ne vit pas non plus, dans ce cas, de changements dans le rapport d'intensité des lignes.

D'après *Ebert* et *Scheiner,* le fait que la raie H_α est moins intense que la raie H_β dans le spectre des nébuleuses s'expliquerait simplement par l'effet du phénomène de Purkinje. Comme nous l'avons dit, le maximum de sensibilité d'un œil normal, qui correspond à la partie jaune du spectre pour une grande intensité lumineuse, se rapproche du vert quand la lumière est moins intense. Il doit en résulter que le rouge peut paraître plus brillant que le vert avec une grande intensité, tandis que ce rapport peut changer lorsque la lumière est très faible, comme cela a lieu dans les nébuleuses. *Scheiner* a montré expérimentalement l'importance de cette erreur physiologique. Il trouva que l'intensité lumineuse pour laquelle la raie H_α d'un tube de Geissler disparaissait était, pour un œil normal, huit à trente fois plus grande que celle qui faisait disparaître la raie H_β. Il en conclut que la faible intensité de la raie rouge du spectre des nébuleuses est due uniquement à un phénomène physiologique, et que l'on ne peut, par conséquent, tirer de ce fait

aucune conclusion relativement aux conditions physiques qui règnent dans ces astres.

L'intensité relative des raies d'une même nébuleuse est très variable; par exemple, dans la nébuleuse d'Orion, H_δ est à peine visible. L'ordre d'intensité change même suivant les différents observateurs pour une même nébuleuse. Il ne faudrait pas se hâter d'en conclure que le spectre varie avec le temps, car la sensibilité de l'œil de l'observateur pour les différentes couleurs, la puissance de l'instrument, etc., peuvent expliquer ces contradictions. Toutefois il n'est pas douteux que l'intensité relative des lignes varie d'une nébuleuse à l'autre. *Keeler* est arrivé à la conclusion que le rapport d'intensité des deux premières lignes est constant pour toutes les nébuleuses qu'il a observées, tandis que le rapport de la première à la troisième est très variable. *Scheiner* et *Wilsing* firent des mesures très précises de ce rapport d'intensité au moyen du spectrophotomètre et arrivèrent à la même conclusion que Keeler. Ils trouvèrent que, si l'on représente par 1 le rapport d'intensité de la troisième à la première ligne dans la nébuleuse d'Orion, où ce rapport est le plus grand, les rapports d'intensité pour les autres nébuleuses sont représentés par les chiffres suivants :

N. G. C.	6543 ...	0,75	N. G. C.	6210 ...	0,47
	6826 ...	0,61		7662 ...	0,40
	6572 ...	0,55		7027 ...	0,30
	6891 ...	0,48		6790 ...	0,29

La troisième ligne se rapportant à l'hydrogène et la première à l'élément inconnu appelé nébulium, ces différences prouvent évidemment que la proportion de

ces deux gaz varie d'une nébuleuse à l'autre, la nébuleuse d'Orion étant celle qui contient le plus d'hydrogène. Au contraire, le fait que le rapport d'intensité des deux premières lignes est constant, est difficile à expliquer si les deux lignes correspondent à deux éléments différents, car il est invraisemblable que ces deux éléments existent toujours dans les mêmes proportions ; on peut donc affirmer que les deux premières lignes des nébuleuses sont produites par le même gaz.

Nous avons désigné par le chiffre 1 le rapport d'intensité de la troisième à la première ligne. Quant à la véritable valeur de ce rapport, elle est assez difficile à évaluer et varie suivant les observateurs, parce que les lignes sont de couleurs différentes. *Scheiner* et *Wilsing* ont trouvé que le rapport d'intensité entre la troisième et la première ligne valait $\frac{1}{11}$ pour la nébuleuse d'Orion, et celui de la deuxième à la première environ $\frac{1}{4}$. *D'Arrest* avait trouvé $\frac{3}{5}$ pour ce dernier rapport.

100. **Composition des nébuleuses.** — La composition de la lumière émise par les différentes parties des nébuleuses n'est pas la même dans toutes les régions de l'astre. *Hartmann* a mis ce fait en évidence en photographiant la nébuleuse d'Orion au moyen d'un prisme-objectif ; les images monochromatiques diffèrent de forme et de grandeur, et la plus étendue est celle qui est donnée par la radiation ultra-violette de longueur d'onde 3727. *Hartmann* a aussi photographié la nébuleuse d'Orion avec des écrans colorés ne laissant passer que les

régions du spectre correspondant à certaines lignes du spectre des nébuleuses : il a ainsi vérifié que la répartition des différents gaz qui forment ce spectre n'est pas la même dans toute la nébuleuse. On peut aussi étudier la constitution des petites nébuleuses en se servant d'un spectroscope dont la fente est largement ouverte ; dans ce cas, comme dans la méthode employée pour les protubérances solaires, la nébuleuse donne autant d'images séparées qu'il y a de radiations distinctes. Ces images pourront différer suivant l'élément qui produit la raie considérée ou même suivant la raie d'un même élément, si les conditions physiques influent sur l'éclat relatif des raies. Ces observations sont d'ailleurs rendues très douteuses par les variations de sensibilité de l'œil pour les différentes couleurs quand la lumière est très faible.

Huggins a étudié le spectre des différentes parties de la nébuleuse d'Orion, en se servant d'un spectroscope à fente fine. Il plaça la fente sur une des étoiles du Trapèze de θ Orion qui se trouve, comme on sait, au centre de la nébuleuse. Il trouva que le spectre de l'étoile présentait des raies brillantes dans le prolongement exact des raies de la nébuleuse, que l'on voyait à une petite distance de chaque côté du spectre de l'étoile. Ce fait prouve que les étoiles de θ Orion et la nébuleuse ne forment pas un groupe optique, mais bien un système physique, et que, par suite, la nébuleuse dont on ne peut mesurer directement la parallaxe, est à la même distance de nous que l'étoile. En 1889, *Huggins* fit une nouvelle photographie en plaçant la fente de manière à ce qu'elle ne touche aucune étoile du Trapèze. Il vit que, dans ces conditions, la raie

brillante 3727 n'était plus visible, ce qui prouve qu'elle n'existe que près des étoiles ; il y a donc là une preuve de plus de la dépendance physique de l'étoile et de la nébuleuse. *Keeler, Lockyer, Campbell,* trouvèrent des résultats qui, sur un point, sont tout à fait opposés à ceux obtenus par Huggins : les étoiles du Trapèze contiendraient les lignes de la nébuleuse, noires et non pas brillantes. Mais, si ces raies ont bien la même position, ce fait ne détruit pas la conclusion qu'avait tirée Huggins relativement au lien physique qui unit l'étoile et la nébuleuse.

*
* *

Avec les nébuleuses, nous avons terminé l'étude spectrale des corps célestes et nous sommes arrivés à la limite de l'univers visible.

Nous ne chercherons pas à tirer de cette courte étude des conclusions sur l'évolution générale des astres. Pourtant, nous ne pouvons terminer sans admirer la conception grandiose de l'univers qui se dégage de l'ensemble des travaux effectués dans cette voie en moins de cinquante ans.

Le lien qui unit les étoiles et les nébuleuses, et dont nous avons vu tant de preuves, avait été déjà aperçu, avant l'invention du spectroscope, par Herschell, Kant et Laplace. Leurs théories cosmogoniques, quelle que soit d'ailleurs la part de vérité qu'elles renferment, ont une importance considérable, car elles nous ont découvert cette vérité que des astres nouveaux se forment sans cesse dans l'espace.

L'analyse spectrale nous a amenés à une conception encore plus éloignée de nos tendances intellectuelles,

celle du refroidissement et de la disparition des éloiles. Dans le cas des étoiles nouvelles, nous avons pu assister aux cataclysmes subits qui les font parfois retourner à l'état nébulaire primitif. Le spectroscope nous a donc donné la notion de la formation continuelle et de l'évanouissement des mondes.

BIBLIOGRAPHIE DU CHAPITRE XIII

COPELAND. Visible spectrum of the nebula in Orion : *M. N.*, XLVIII, 1888, p. 360.

HARTMANN. *Berl. Ber.*, 1902, p. 237; 1905, p. 360. *A. J.*, XXI, p. 389.

HUGGINS. *Proc. Royal Society*, XIII, p. 492; XIV, p. 39; XV, p. 17; XX, p. 379; XXVI, 1877, p. 179; XXXIII, 1882, p. 425; XLVI, 1889, p. 40; XLVIII, 1890, p. 202. *J. P.*, I, 1872, p. 403; VII, 1878, p. 200; *C. R.*, XCIV, 1882, p. 685; CVIII, 1889, p. 984. *A. C. P.*, (5), XXVIII, 1883, p. 282.

KEELER. *Proc. Royal Society*, XLIX, 1891, p. 399. *J. P.*, (3), I, 1892, p. 356. *Publ. of the Lick Observatory*, III, 1894, p. 161.

LOCKYER. *Proc. Royal Society*, XVII, p. 453; XLVIII, 1890, p. 167 et 199.

PICKERING. New planetary nebulæ : *Amer. Journal*, (3), XX, 1880, p. 303. *A. N.*, CIII, 1882, p. 95, CV, 1883, p. 335.

SCHEINER et WILSING. Intensitätsverhaltnisse in spectrum einiger gasnebel : *A. N.*, CLIX, 1902, p. 181.

TAYLOR. *M. N.*, XLIX, 1888, p. 124.

VOGEL. *A. N.*, LXXVIII, 1872, p. 245; XCVI, 1880, p. 287.

TABLEAU DE CORRESPONDANCE ENTRE LES CLASSIFICATIONS STELLAIRES SPECTRALES

D'APRÈS M. A. DE GRAMONT

SECCHI (1)	VOGEL (2)	MAC-CLEAN (3)	PICKERING (HARVARD) DRAPER Catal. (4)	PICKERING (HARVARD) A. C. MAURY (5)	PICKERING (HARVARD) A. J. CANNON (6)	ÉTOILES-TYPES
					P	Hydre, A.G.C. 14202 (nébuleuse gazeuse).
				L	Q	η Carène.
	II *b*	I		»	O *a*	Carène, A.G.C. 15305; γ Voiles (du Navire).
	II *b*	»	O	XXII	O *b*	Gr. Chien, H.P. 1311.
	»	»	»	»	O *c*	Scorpion, A.G.C. 22763.
	»	»	»	»	O *d*	ζ Poupe (du Navire).
	»	»	»	»	O *e*	29 Gr. Chien.
I	I (7)	»	»	I	O *e*'5 B	S Licorne; ι Orion.
»	»	»	B	II	B	ε Orion (Alnitam); κ Orion; δ Orion; γ Cassiopée.
»	»	»	»	III	B 1 A	β Gr. Chien; β Centaure.
»	»	»	»	»	B 2 A	α Vierge (épi); β Lyre.
»	»	»	»	IV	»	γ Orion (Bellatrix).
»	»	»	AB	»	B 3 A	η Gr. Ourse; δ Centaure.
»	»	»	»	V	B 5 A	η Taureau (Alcyone).
»	»	»	»	VI	B 8 A	β Persée (Algol); α Lion (Regulus); β Orion (Rigel).
»	»	»	»	VI	B 9 A	Girafe, H.P. 557.

»	»	II	A	VII	A	α Gr. Chien (Sirius); α Lyre (Vega).
»	»	»	»	VIII	»	α Gémeaux (Castor); γ Grande Ourse.
»	»	»	AF	»	A 2 F	α Cygne (Deneb).
»	»	»	»	IX	»	δ Gr. Ourse; α Poisson austr. (Fomalhaut).
»	»	III	»	X	A 5 F	β Triangle; α Aigle (Altaïr).
»	»	»	F	XI	F	δ Aigle; α Carène (Canopus).
»	»	»	FG	XII	F 5 G	α P. Chien (Procyon).
II	II a	IV	»	XIII	F 8 G	χ^1 Orion; α P. Ourse (Polaire).
»	»	»	G	»	G	θ Persée.
»	»	»	»	XIV	»	α Cocher (Capella); le Soleil.
»	»	»	»	»	G 5 K	κ Gémeaux.
»	»	»	K	XV	K	α Bouvier (Arcturus); α Cassiopée; α Gr. Ourse.
»	»	»	»	»	K 2 M	β Cancer.
»	»	V	»	XVI	K 5 M	α Taureau (Aldébaran).
III	III *a*	»	M *a*	XVII	M *a*	β Andromède; α Scorpion (Antarès).
»	»	»	M *b*	XVIII	»	α Orion (Bételgeuse); β Pégase.
»	»	»	»	XIX	M *b*	ρ Persée; α Hercule; γ Croix.
»	»	»	M *d*	XX	M *d*	o Baleine (Mira).
IV	III *b*	VI	N *a*	XXI	N	19 Poissons.

(1) *Comptes rendus*, t. LXIII, 1866. — (2) *Astron. Nachr.*, vol. LXXXIV, p. 113. — (3) MAC-CLEAN, *Spectra of Southern Stars*. London, 1898; Id., *Comparative photographic Spectra of Stars to the 3,5 magn.* (*Phil. trans.*, vol. CXCI, 1898). — (4) PICKERING, *Draper Catalogue* (*Ann. Obs. Harvard*, t. XXVII, Ire Partie, 1890). — (5) A.-C. MAURY, *Spectra of Bright Stars* (*Ann. Obs. Harvard*, t. XXVIII, Ire Partie, 1898). — (6) A.-J. CANNON, *Spectra of Bright Southern Stars* (*Ann. Obs. Harvard*, t. XXVIII, IIe Partie, 1901). — (7) Les subdivisions *a*, *b*, *c* de la classe I de Vogel ne peuvent être disposées en concordance avec les groupes de Harvard. I *a* contiendrait la plupart des étoiles à hydrogène, I *b* celles à hélium, I *c* celles où les raies de l'hydrogène sont brillantes.

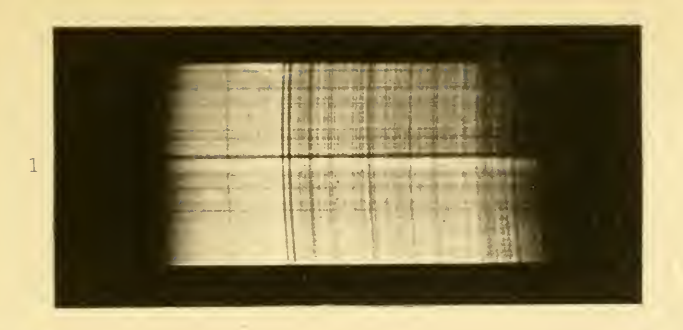
1. Spectre solaire ultra-violet.

2. Spectre ultra-violet de la couronne et de la chromosphère.

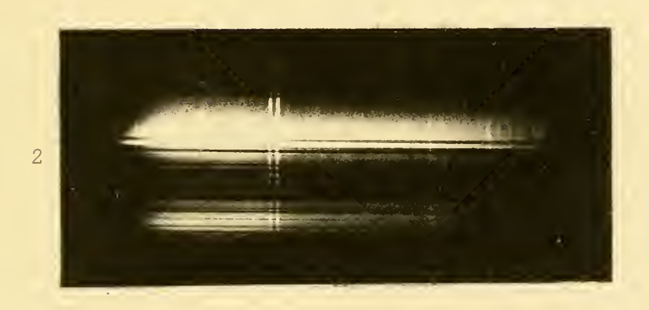
3. Fragment du spectre de Saturne et de ses anneaux.

4. Fragment du spectre de Vénus avec un spectre de comparaison.

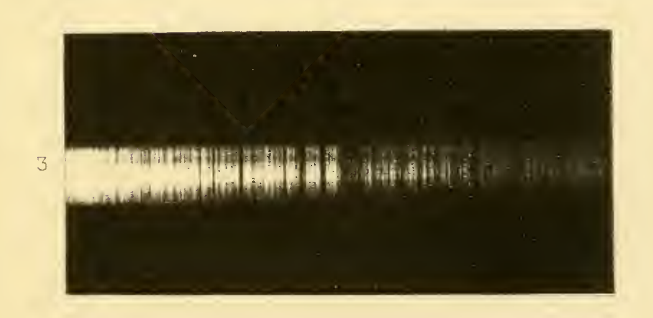
1



2



3



4



Salet Sp Astronomique

TABLE ALPHABÉTIQUE DES AUTEURS ET DES MATIÈRES

TABLE SYSTÉMATIQUE DES MATIÈRES

INTRODUCTION

CHAPITRE I

SPECTROSCOPES. — SPECTROPHOTOMÈTRES. — SPECTROPOLARIMÈTRES ÉCRANS COLORÉS

CHAPITRE II

SPECTROSCOPES ASTRONOMIQUES OU TÉLÉSPECTROSCOPES SPECTROSCOPES OCULAIRES RÉGLAGE ET MÉTHODES D'OBSERVATION

CHAPITRE III

APPAREILS SPECTROSCOPIQUES SPÉCIAUX. — SPECTROSCOPE A PROTUBÉRANCES
SPECTROHÉLIOGRAPHES. — PRISME-OBJECTIF

CHAPITRE IV

MESURES ET ÉTALONS DE LONGUEURS D'ONDE. — RÉSEAUX

CHAPITRE V

CAUSES PHYSIQUES AMENANT DES CHANGEMENTS DANS L'APPARENCE OU DANS LA POSITION DES RAIES SPECTRALES

CHAPITRE VI

APPLICATIONS DU PRINCIPE DE DOPPLER-FIZEAU

CHAPITRE VII

SPECTRE NORMAL DU SOLEIL. — RAIES DE FRAUNHOFER
LOI DE KIRCHHOFF. — LIMITES DU SPECTRE DANS L'ULTRA-VIOLET
ET L'INFRA-ROUGE. — RAIES TELLURIQUES

CHAPITRE VIII

SPECTRES DES DIFFÉRENTES PARTIES DU DISQUE SOLAIRE
TACHES, FACULES, BORDS DU SOLEIL. — SPECTRE ANOMAL. — SPECTRE
DE L'ATMOSPHÈRE SOLAIRE. — CHROMOSPHÈRE ET PROTUBÉRANCES
COUCHE RENVERSANTE, COURONNE

ENCYCLOPÉDIE SCIENTIFIQUE

Publiée sous la direction du Dr TOULOUSE

Nous avons entrepris la publication, sous la direction générale de son fondateur, le Dr Toulouse, Directeur à l'École des Hautes-Études, d'une ENCYCLOPÉDIE SCIENTIFIQUE de langue française dont on mesurera l'importance à ce fait qu'elle est divisée en 40 sections ou Bibliothèques et qu'elle comprendra environ 1000 volumes. Elle se propose de rivaliser avec les plus grandes encyclopédies étrangères et même de les dépasser, tout à la fois par le caractère nettement scientifique et la clarté de ses exposés, par l'ordre logique de ses divisions et par son unité, enfin par ses vastes dimensions et sa forme pratique.

I

PLAN GÉNÉRAL DE L'ENCYCLOPÉDIE

Mode de publication. — L'*Encyclopédie* se composera de monographies scientifiques, classées méthodiquement et formant dans leur enchaînement un exposé de toute la science. Organisée sur un plan systématique, cette Encyclopédie, tout en évitant les inconvénients des Traités, — massifs, d'un prix global élevé, difficiles à consulter, — et les inconvénients des Dictionnaires, — où les articles scindés irrationnellement, simples chapitres alphabétiques, sont toujours nécessairement incomplets, — réunira les avantages des uns et des autres.

Du Traité, l'*Encyclopédie* gardera la supériorité que possède

un ensemble complet, bien divisé et fournissant sur chaque science tous les enseignements et tous les renseignements qu'on en réclame. Du Dictionnaire, l'*Encyclopédie* gardera les facilités de recherches par le moyen d'une table générale, l'*Index de l'Encyclopédie,* qui paraîtra dès la publication d'un certain nombre de volumes et sera réimprimé périodiquement. L'*Index* renverra le lecteur aux différents volumes et aux pages où se trouvent traités les divers points d'une question.

Les éditions successives de chaque volume permettront de suivre toujours de près les progrès de la science. Et c'est par là que s'affirme la supériorité de ce mode de publication sur tout autre. Alors que, sous sa masse compacte, un traité, un dictionnaire ne peut être réédité et renouvelé que dans sa totalité et qu'à d'assez longs intervalles, inconvénients graves qu'atténuent mal des suppléments et des appendices, l'*Encyclopédie scientifique,* au contraire, pourra toujours rajeunir les parties qui ne seraient plus au courant des derniers travaux importants. Il est évident, par exemple, que si des livres d'algèbre ou d'acoustique physique peuvent garder leur valeur pendant de nombreuses années, les ouvrages exposant les sciences en formation, comme la chimie physique, la psychologie ou les technologies industrielles, doivent nécessairement être remaniés à des intervalles plus courts

Le lecteur appréciera la souplesse de publication de cette *Encyclopédie,* toujours vivante, qui s'élargira au fur et à mesure des besoins dans le large cadre tracé dès le début, mais qui constituera toujours, dans son ensemble, un traité complet de la Science, dans chacune de ses sections un traité complet d'une science, et dans chacun de ses livres une monographie complète. Il pourra ainsi n'acheter que telle ou telle section de l'*Encyclopédie,* sûr de n'avoir pas des parties dépareillées d'un tout.

L'*Encyclopédie* demandera plusieurs années pour être achevée ; car pour avoir des expositions bien faites, elle a pris ses collaborateurs plutôt parmi les savants que parmi les professionnels de la rédaction scientifique que l'on retrouve généralement dans les œuvres similaires. Or les savants écrivent peu et lentement : et il est préférable de laisser temporairement sans attribution certains ouvrages plutôt que de les confier à des auteurs insuffisants. Mais cette lenteur et ces vides ne présenteront pas d'in-

convénients, puisque chaque livre est une œuvre indépendante et que tous les volumes publiés sont à tout moment réunis par l'*Index de l'Encyclopédie*. On peut donc encore considérer l'*Encyclopédie* comme une librairie, où les livres soigneusement choisis, au lieu de représenter le hasard d'une production individuelle, obéiraient à un plan arrêté d'avance, de manière qu'il n'y ait ni lacune dans les parties ingrates, ni double emploi dans les parties très cultivées.

Caractère scientifique des ouvrages. — Actuellement, les livres de science se divisent en deux classes bien distinctes : les livres destinés aux savants spécialisés, le plus souvent incompréhensibles pour tous les autres, faute de rappeler au début des chapitres les connaissances nécessaires, et surtout faute de définir les nombreux termes techniques incessamment forgés, ces derniers rendant un mémoire d'une science particulière inintelligible à un savant qui en a abandonné l'étude durant quelques années ; et ensuite les livres écrits pour le grand public, qui sont sans profit pour des savants et même pour des personnes d'une certaine culture intellectuelle.

L'*Encyclopédie scientifique* a l'ambition de s'adresser au public le plus large. Le savant spécialisé est assuré de rencontrer dans les volumes de sa partie une mise au point très exacte de l'état actuel des questions ; car chaque Bibliothèque, par ses techniques et ses monographies, est d'abord faite avec le plus grand soin pour servir d'instrument d'études et de recherches à ceux qui cultivent la science particulière qu'elle représente, et sa devise pourrait être : *Par les savants, pour les savants.* Quelques-uns de ces livres seront même, par leur caractère didactique, destinés à devenir des ouvrages classiques et à servir aux études de l'enseignement secondaire ou supérieur. Mais, d'autre part, le lecteur non spécialisé est certain de trouver, toutes les fois que cela sera nécessaire, au seuil de la section, — dans un ou plusieurs volumes de généralités, — et au seuil du volume, — dans un chapitre particulier, — des données qui formeront une véritable introduction le mettant à même de poursuivre avec profit sa lecture. Un vocabulaire technique, placé, quand il y aura lieu, à la fin du volume, lui permettra de connaître toujours le sens des mots spéciaux.

II

ORGANISATION SCIENTIFIQUE

Par son organisation scientifique, l'*Encyclopédie* paraît devoir offrir aux lecteurs les meilleures garanties de compétence. Elle est divisée en Sections ou Bibliothèques, à la tête desquelles sont placés des savants professionnels spécialisés dans chaque ordre de sciences et en pleine force de production, qui, d'accord avec le Directeur général, établissent les divisions des matières, choisissent les collaborateurs et acceptent les manuscrits. Le même esprit se manifestera partout : éclectisme et respect de toutes les opinions logiques, subordination des théories aux données de l'expérience, soumission à une discipline rationnelle stricte ainsi qu'aux règles d'une exposition méthodique et claire. De la sorte, le lecteur, qui aura été intéressé par les ouvrages d'une section dont il sera l'abonné régulier, sera amené à consulter avec confiance les livres des autres sections dont il aura besoin, puisqu'il sera assuré de trouver partout la même pensée et les mêmes garanties. Actuellement, en effet, il est, hors de sa spécialité, sans moyen pratique de juger de la compétence réelle des auteurs.

Pour mieux apprécier les tendances variées du travail scientifique adapté à des fins spéciales, l'*Encyclopédie* a sollicité, pour la direction de chaque Bibliothèque, le concours d'un savant placé dans le centre même des études du ressort. Elle a pu ainsi réunir des représentants des principaux Corps savants, Établissements d'enseignement et de recherches de langue française :

Institut.
Académie de Médecine.

Collège de France.
Muséum d'Histoire naturelle.
École des Hautes-Études.
Sorbonne et École normale.
Facultés des Sciences.
Facultés des Lettres.
Facultés de Médecine.
Instituts Pasteur.
École des Ponts et Chaussées.
École des Mines.
École Polytechnique.
Conservatoire des Arts et Métiers.
École d'Anthropologie.
Institut National agronomique.
École vétérinaire d'Alfort.
École supérieure d'Électricité.
École de Chimie industrielle de Lyon.
École des Beaux-Arts.
École des Sciences politiques.

Observatoire de Paris.
Hôpitaux de Paris.

III

BUT DE L'ENCYCLOPÉDIE

Au XVIII[e] siècle, « l'Encyclopédie » a marqué un magnifique mouvement de la pensée vers la critique rationnelle. A cette époque, une telle manifestation devait avoir un caractère philosophique. Aujourd'hui, l'heure est venue de renouveler ce grand effort de critique, mais dans une direction strictement scientifique; c'est là le but de la nouvelle *Encyclopédie.*

Ainsi la science pourra lutter avec la littérature pour la direction des esprits cultivés, qui, au sortir des écoles, ne demandent guère de conseils qu'aux œuvres d'imagination et à des encyclopédies où la science a une place restreinte, tout à fait hors de proportion avec son importance. Le moment est favorable à cette tentative ; car les nouvelles générations sont plus instruites dans l'ordre scientifique que les précédentes. D'autre part, la science est devenue, par sa complexité et par les corrélations de ses parties, une matière qu'il n'est plus possible d'exposer sans la collaboration de tous les spécialistes, unis là comme le sont les producteurs dans tous les départements de l'activité économique contemporaine.

A un autre point de vue, l'*Encyclopédie,* embrassant toutes les manifestations scientifiques, servira comme tout inventaire à mettre au jour les lacunes, les champs encore en friche ou abandonnés, — ce qui expliquera la lenteur avec laquelle certaines sections se développeront, — et suscitera peut-être les travaux nécessaires. Si ce résultat est atteint, elle sera fière d'y avoir contribué.

Elle apporte en outre une classification des sciences et, par ses divisions, une tentative de mesure, une limitation de chaque domaine. Dans son ensemble, elle cherchera à refléter exactement le prodigieux effort scientifique du commencement de ce siècle et un moment de sa pensée, en sorte que dans l'avenir elle reste le document principal où l'on puisse retrouver et consulter le témoignage de cette époque intellectuelle.

On peut voir aisément que l'*Encyclopédie* ainsi conçue, ainsi réalisée, aura sa place dans toutes les bibliothèques publiques, universitaires et scolaires, dans les laboratoires, entre les mains

des savants, des industriels et de tous les hommes instruits qui veulent se tenir au courant des progrès, dans la partie qu'ils cultivent eux-mêmes ou dans tout le domaine scientifique. Elle fera jurisprudence, ce qui lui dicte le devoir d'impartialité qu'elle aura à remplir.

Il n'est plus possible de vivre dans la société moderne en ignorant les diverses formes de cette activité intellectuelle qui révolutionne les conditions de la vie ; et l'interdépendance de la science ne permet plus aux savants de rester cantonnés, spécialisés dans un étroit domaine. Il leur faut, — et cela leur est souvent difficile, — se mettre au courant des recherches voisines. A tous, l'*Encyclopédie* offre un instrument unique dont la portée scientifique et sociale ne peut échapper à personne.

IV

CLASSIFICATION DES MATIÈRES SCIENTIFIQUES

La division de l'*Encyclopédie* en Bibliothèques a rendu nécessaire l'adoption d'une classification des sciences, où se manifeste nécessairement un certain arbitraire, étant donné que les sciences se distinguent beaucoup moins par les différences de leurs objets que par les divergences des aperçus et des habitudes de notre esprit. Il se produit en pratique des interpénétrations réciproques entre leurs domaines, en sorte que, si l'on donnait à chacun l'étendue à laquelle il peut se croire en droit de prétendre, il envahirait tous les territoires voisins ; une limitation assez stricte est nécessitée par le fait même de la juxtaposition de plusieurs sciences.

Le plan choisi, sans viser à constituer une synthèse philosophique des sciences, qui ne pourrait être que subjective, a tendu pourtant à échapper dans la mesure du possible aux habitudes traditionnelles d'esprit, particulièrement à la routine didactique, et à s'inspirer de principes rationnels.

Il y a deux grandes divisions dans le plan général de l'*Encyclopédie :* d'un côté, les sciences pures, et, de l'autre, toutes les technologies qui correspondent à ces sciences dans la sphère des applications. A part et au début, une Bibliothèque d'introduc-

tion générale est consacrée à la philosophie des sciences (histoire des idées directrices, logique et méthodologie).

Les sciences pures et appliquées présentent en outre une division générale en sciences du monde inorganique et en sciences biologiques. Dans ces deux grandes catégories, l'ordre est celui de particularité croissante, qui marche parallèlement à une rigueur décroissante. Dans les sciences biologiques pures enfin, un groupe de sciences s'est trouvé mis à part, en tant qu'elles s'occupent moins de dégager des lois générales et abstraites que de fournir des monographies d'êtres concrets, depuis la paléontologie jusqu'à l'anthropologie et l'ethnographie.

Étant donnés les principes rationnels qui ont dirigé cette classification, il n'y a pas lieu de s'étonner de voir apparaître des groupements relativement nouveaux, une biologie générale, — une physiologie et une pathologie végétales, distinctes aussi bien de la botanique que de l'agriculture, — une chimie physique, etc.

En revanche, des groupements hétérogènes se disloquent pour que leurs parties puissent prendre place dans les disciplines auxquelles elles doivent revenir. La géographie, par exemple, retourne à la géologie, et il y a des géographies botanique, zoologique, anthropologique, économique, qui sont étudiées dans la botanique, la zoologie, l'anthropologie, les sciences économiques.

Les sciences médicales, immense juxtaposition de tendances très diverses, unies par une tradition utilitaire, se désagrègent en des sciences ou des techniques précises ; la pathologie, science de lois, se distingue de la thérapeutique ou de l'hygiène, qui ne sont que les applications des données générales fournies par les sciences pures, et à ce titre mises à leur place rationnelle.

Enfin, il a paru bon de renoncer à l'anthropocentrisme qui exigeait une physiologie humaine, une anatomie humaine, une embryologie humaine, une psychologie humaine. L'homme est intégré dans la série animale dont il est un aboutissant. Et ainsi, son organisation, ses fonctions, son développement, s'éclairent de toute l'évolution antérieure et préparent l'étude des formes plus complexes des groupements organiques qui sont offerts par l'étude des sociétés.

On peut voir que, malgré la prédominance de la préoccupation pratique dans ce classement des Bibliothèques de l'*Encyclopédie scientifique,* le souci de situer rationnellement les sciences dans leurs rapports réciproques n'a pas été négligé. Enfin il est à peine besoin d'ajouter que cet ordre n'implique nullement une hiérarchie, ni dans l'importance ni dans les difficultés des diverses sciences. Certaines, qui sont placées dans la technologie, sont d'une complexité extrême, et leurs recherches peuvent figurer parmi les plus ardues.

Prix de la publication. — Les volumes, illustrés pour la plupart, seront publiés dans le format in-18 jésus et cartonnés. De dimensions commodes, ils auront 400 pages environ, ce qui représente une matière suffisante pour une monographie ayant un objet défini et important, établie du reste selon l'économie du projet qui saura éviter l'émiettement des sujets d'exposition. Le prix étant fixé uniformément à 5 francs, c'est un réel progrès dans les conditions de publication des ouvrages scientifiques, qui, dans certaines spécialités, coûtent encore si cher.

TABLE DES BIBLIOTHÈQUES

DIRECTEUR : Dr TOULOUSE, Directeur de Laboratoire à l'École des Hautes Études.

SECRÉTAIRE GÉNÉRAL : H. PIÉRON, agrégé de l'Université.

DIRECTEURS DES BIBLIOTHÈQUES :

1. *Philosophie des Sciences.* P. PAINLEVÉ, de l'Institut, professeur à la Sorbonne.

I. SCIENCES PURES

A. Sciences mathématiques :

2. *Mathématiques* . . . J. DRACH, professeur à la Faculté des Sciences de l'Université de Toulouse.
3. *Mécanique* . . . . . J. DRACH, professeur à la Faculté des Sciences de l'Université de Toulouse.

B. Sciences inorganiques :

4. *Physique*. . . . . . A. LEDUC, professeur adjoint de physique à la Sorbonne.
5. *Chimie physique*. . . J. PERRIN, chargé de cours à la Sorbonne.
6. *Chimie* . . . . . . A. PICTET, professeur à la Faculté des Sciences de l'Université de Genève.
7. *Astronomie et Physique céleste*. . . . . J. MASCART, astronome adjoint à l'Observatoire de Paris.
8. *Météorologie* . . . . B. BRUNHES, professeur à la Faculté des Sciences de l'Université de Clermont-Ferrand, directeur de l'Observatoire du puy de Dôme.
9. *Minéralogie et Pétrographie* . . . . . A. LACROIX, de l'Institut, professeur au Muséum d'Histoire naturelle.
10. *Géologie* . . . . . . M. BOULE, professeur au Muséum d'Histoire naturelle.

11. *Océanographie physique*	J. Richard, directeur du Musée Océanographique de Monaco.

C. Sciences biologiques normatives :

12. *Biologie.* A. *Biologie générale.*	M. Caullery, professeur de zoologie à la Sorbonne.
B. *Océanographie biologique.*	J. Richard, directeur du Musée Océanographique de Monaco.
13. *Physique biologique.* .	A. Imbert, professeur à la Faculté de Médecine de l'Université de Montpellier.
14. *Chimie biologique* . .	G. Bertrand, professeur de chimie biologique à la Sorbonne, chef de service à l'Institut Pasteur.
15. *Physiologie et Pathologie végétales* . . .	L. Mangin, de l'Institut, professeur au Muséum d'Histoire naturelle.
16. *Physiologie.*	J.-P. Langlois, professeur agrégé à la Faculté de Médecine de Paris.
17. *Psychologie.*	E. Toulouse, directeur de Laboratoire à l'École des Hautes Études, médecin en chef de l'asile de Villejuif.
18. *Sociologie*	G. Richard, professeur à la Faculté des Lettres de l'Université de Bordeaux.

---

19. *Microbiologie et Parasitologie*	A. Calmette, professeur à la Faculté de Médecine de l'Université, directeur de l'Institut Pasteur de Lille; et F. Bezançon, professeur agrégé à la Faculté de Médecine de Paris, médecin des Hôpitaux.
20. *Pathologie.* A. *Pathologie médicale.*	M. Klippel, médecin des Hôpitaux de Paris.
B. *Neurologie.*	E. Toulouse, directeur de Laboratoire à l'École des Hautes Études, médecin en chef de l'asile de Villejuif.
C. *Path. chirurgicale.*	L. Picqué, chirurgien des Hôpitaux de Paris.

D. Sciences biologiques descriptives :

21. *Paléontologie*	M. Boule, professeur au Muséum d'Histoire naturelle.

22. *Botanique.* A. *Généralités phanérogames.*	H. LECOMTE, professeur au Muséum d'Histoire naturelle.
B. *Cryptogames.* . .	L. MANGIN, de l'Institut, professeur au Muséum d'Histoire naturelle.
23. *Zoologie*	G. LOISEL, directeur de Laboratoire à l'École des Hautes Études.
24. *Anatomie et Embryologie*	G. LOISEL, directeur de Laboratoire à l'École des Hautes Études.
25. *Anthropologie et Ethnographie*	G. PAPILLAULT, directeur adjoint du Laboratoire d'Anthropologie à l'École des Hautes Études, professeur à l'École d'Anthropologie.
26. *Économie politique* . .	D. BELLET, secrétaire perpétuel de la Société d'Economie politique, professeur à l'École des Sciences politiques.

II. SCIENCES APPLIQUÉES

A. Sciences mathématiques :

27. *Mathématiques appliquées*	M. D'OCAGNE, professeur à l'École des Ponts et Chaussées, répétiteur à l'École Polytechnique.
28. *Mécanique appliquée et génie*	M. D'OCAGNE, professeur à l'École des Ponts et Chaussées, répétiteur à l'École Polytechnique.

B. Sciences inorganiques :

29. *Industries physiques* .	H. CHAUMAT, sous-directeur de l'École supérieure d'Électricité de Paris.
30. *Photographie*	A. SEYEWETZ, sous-directeur de l'École de Chimie industrielle de Lyon.
31. *Industries chimiques.* .	J. DERÔME, professeur agrégé de physique au collège Chaptal, inspecteur des Établissements classés.
32. *Géologie et minéralogie appliquées*	L. CAYEUX, professeur à l'Institut national agronomique, professeur de géologie à l'École des Mines.
33. *Construction*	J. PILLET, professeur au Conservatoire des Arts et Métiers et à l'École des Beaux-Arts.

C. Sciences biologiques :

34. *Industries biologiques.* G. BERTRAND, professeur de chimie biologique à la Sorbonne, chef de service à l'Institut Pasteur.

35. *Botanique appliquée et agriculture* . . . . H. LECOMTE, professeur au Muséum d'Histoire naturelle.

36. *Zoologie appliquée* . . J. PELLEGRIN, assistant au Muséum d'Histoire naturelle.

37. *Thérapeutique générale et pharmacologie.* . G. POUCHET, membre de l'Académie de médecine, professeur à la Faculté de Médecine de l'Université de Paris.

38. *Hygiène et médecine publiques* . . . . A. CALMETTE, professeur à la Faculté de Médecine de l'Université, directeur de l'Institut Pasteur de Lille.

39. *Psychologie appliquée.* E. TOULOUSE, directeur de Laboratoire à l'École des Hautes Études, médecin en chef de l'asile de Villejuif.

40. *Sociologie appliquée.* . TH. RUYSSEN, professeur à la Faculté des Lettres de l'Université de Bordeaux.

M. ALBERT MAIRE, bibliothécaire à la Sorbonne, est chargé de l'*Index* de l'Encyclopédie scientifique.

33827. — Tours, impr. Mame.

